HARALD VON KLÜBER

DAS VORKOMMEN DER CHEMISCHEN ELEMENTE IM KOSMOS

VERLAG JOHANN AMBROSIUS BARTH / LEIPZIG

Digitized by the Internet Archive
in 2026 with funding from
University of Toronto

https://archive.org/details/dasvorkommenderc00klbe

Astron

DAS VORKOMMEN DER CHEMISCHEN ELEMENTE IM KOSMOS

VON

DR. HARALD VON KLÜBER
ASTROPHYSIKALISCHES OBSERVATORIUM POTSDAM

MIT 12 ABBILDUNGEN IM TEXT
UND AUF EINER TAFEL

264722
18. 2. 32

1931
VERLAG JOHANN AMBROSIUS BARTH / LEIPZIG

Alle Rechte, insbesondere das der Übersetzung, vorbehalten
Copyright by Johann Ambrosius Barth, Leipzig, 1931
Printed in Germany

Druck von Radelli & Hille in Leipzig

Vorwort

Die Frage nach dem Vorkommen, dem relativen Mengenverhältnis und nach der Verteilung der chemischen Elemente in der Welt gewinnt in letzter Zeit immer mehr an Interesse. Um so mehr, als die Entwicklung der Chemie und der Physik immer stärker zu der Annahme einer irgendwie gearteten Genesis der Elemente drängt, worauf schon seit langem von Nernst hingewiesen wurde. Die neueren physikalischen Erkenntnisse von der Verwandtschaft von Masse und Energie und von der Struktur der Atomkerne tragen hierzu besonders bei. Mit großer Wahrscheinlichkeit müssen wir den noch ganz unbekannten Sitz derartiger Umwandlungen der Materie in interstellare Räume, vielleicht auch in das Innere der Fixsterne verlegen.

Die vorliegende Arbeit ist die erste Hälfte eines zweiteiligen Buches, das eine zusammenfassende Darstellung unseres heutigen Wissens vom Vorkommen der chemischen Elemente in der Welt geben will.

Dieser erste Teil handelt vom Vorkommen der Elemente außerhalb unserer Erde. Der Verfasser hat dabei weniger an die Astronomen gedacht, für die dieses Thema nicht so sehr im Vordergrunde des Interesses steht, um eine eigene Monographie zu rechtfertigen, als vielmehr an einen sehr viel weiteren Kreis naturwissenschaftlich forschender und interessierter Leser, die einen zusammenfassenden Überblick über das gestellte Thema zu erhalten wünschen. Denn die wissenschaftliche Literatur hierzu ist ungewöhnlich zerstreut und für sehr viele Leser darum kaum ohne weiteres zugänglich.

An eine irgendwie erschöpfende Bearbeitung des Stoffes konnte im Rahmen dieses Buches natürlich nicht gedacht werden. Doch wird das beigegebene Literaturverzeichnis ausreichen, um Fragen von besonderem Interesse leicht weiter zu verfolgen. Da eine Darstellung bisheriger Forschungsergebnisse erstrebt war, sind theoretische und mathematische Ausführungen weitgehend vermieden worden, doch wurde Methodisches öfter so weit erläutert, daß der Weg erkenntlich wird, auf dem die Resultate gewonnen wurden. Es wird dies häufig

auch hinreichen, einen ungefähren Begriff von der mehr oder minder großen Zuverlässigkeit der mitgeteilten Resultate zu gewinnen.

Daß unsere Kenntnisse der chemischen Verhältnisse und Vorgänge im Kosmos noch relativ bescheiden sind, darf nicht verwundern. Die Astrophysik ist noch eine sehr junge Wissenschaft. Ihr steht als Forschungsobjekt fast nur der schwache Lichtstrahl ferner Gestirne zur Verfügung und naturgemäß werden ihre Arbeitsmöglichkeiten dadurch stark eingeengt. Darum mag auch manches von dem hier Mitgeteilten über kurz oder lang einer Revision bedürfen, sicherlich aber vieles einer baldigen Erweiterung.

Trotz dieser vorläufigen Unvollständigkeit schien es doch geboten, in diesem ersten Teil das gestellte Thema im Hinblick auf kosmische Verhältnisse zu bearbeiten. Er bildet damit doch eine recht wesentliche Ergänzung des naturgemäß hinsichtlich seines Materials sehr viel abgeschlosseneren und vollständigeren zweiten Teils.

In diesem zweiten Teil, der in kurzer Zeit folgen wird, werden andere Autoren das Vorkommen der chemischen Elemente auf der Erde behandeln. Nur weil dessen Abfassung sich verzögert hat, erscheint der vorliegende Teil an erster Stelle.

Herrn Dr. Ulrich-Prag möchte ich schließlich für die freundliche Durchsicht des Kapitels „Meteorite" in vorliegendem ersten Teil meinen Dank aussprechen.

Potsdam, Dezember 1930

Astrophysikalisches Observatorium H. von Klüber

Inhaltsverzeichnis

Die Meteorite

Seite

1. Bezeichnungsweise und Literatur 1
2. Ursprung der Meteorite 2
3. Statistik der Meteorite 4
4. Aussehen der Meteorite. Einfluß der Erhitzung 5
5. Chemische und mineralogische Untersuchungen 5
6. Form des Vorkommens einzelner chemischer Elemente 8
7. Meteoritische Mineralien 10
8. Beschreibung einzelner meteoritischer Mineralien 11
9. Vorkommen von Kohlenwasserstoffen 17
10. Vorkommen von Glas 17
11. Tektite 17
12. In Meteoriten occludierte Gase 18
13. Heliumgehalt und Alter von Meteoriten 19
14. Allgemeine petrographische Struktur der Meteorite 21
15. Allgemeine Betrachtung der Meteorite 23
16. Vergleich der Meteorite mit irdischen Gesteinen 24
17. Häufigkeit der einzelnen Elemente in den Meteoriten und auf der Erde 25
18. Allgemeine Betrachtungen zur Häufigkeit der Elemente in den Meteoriten 31

Der Mond

19. Forschungsmethoden 33
20. Schlüsse aus dem teleskopischen Anblick 33
21. Ältere photometrische Beobachtungen 35
22. Albedo 35
23. Relative Helligkeitsmessungen einzelner Mondstellen 37
24. Spektralphotometrische Messungen 38
25. Filteraufnahmen des Mondes 41
26. Polarisation des Mondlichtes 43

Die Planeten

27. Beobachtungsmethoden 45
28. Ältere spektroskopische Untersuchungen der Planeten 45
29. Merkur 47
30. Venus 47
31. Mars 50

Seite

32. Spektroskopische Untersuchungen des Mars 51
33. Filteraufnahmen des Mars 54
34. Planetoide 57
35. Jupiter 57
36. Spektroskopische Untersuchungen des Jupiter 58
37. Filteraufnahmen des Jupiter 61
38. Jupitertrabanten 61
39. Saturn 62
40. Spektroskopische Untersuchungen des Saturn und seines Ringes. . 62
41. Konstitution des Saturnringes 63
42. Filteraufnahmen des Saturn 64
43. Saturntrabanten 65
44. Spektroskopische Untersuchungen des Uranus 66
45. Filteraufnahmen des Uranus 67
46. Neptun 68
47. Spektroskopische Untersuchungen des Neptun 68
48. Allgemeine Betrachtungen zur Konstitution der Planeten 69

Die Kometen

49. Kosmogonische Stellung der Kometen 73
50. Zahl, Masse und Größe der Kometen 73
51. Kometenschweife 74
52. Spektroskopische Untersuchungen der Kometen 76
53. Spektrum der Kometenkerne 78
54. Spektren der Kometenschweife 79
55. Überwiegendes Vorkommen von Bandenspektren 80
56. Kontinuierliche Kometenspektren 80
57. Ergebnisse der spektroskopischen Untersuchungen 81

Die Sonne

58. Leistungsfähigkeit der Spektralanalyse 82
59. Konstitution der Sonne 82
60. Quelle der Sonnenstrahlung 83
61. Aufbau der Sonnenatmosphäre 84
62. Theorie der Sternspektren 85
63. Spektroskopischer Nachweis chemischer Elemente auf der Sonne. . 87
64. Unsicher oder gar nicht auf der Sonne nachgewiesene Elemente. . 91
65. Verteilung der Elemente in der Sonnenatmosphäre 93
66. Chemische Verbindungen auf der Sonne 95
67. Sonnenflecke 95
68. Protuberanzen 97
69. Korona 97
70. Allgemeines 100
71. Häufigkeit der Elemente in der Sonnenatmosphäre 100
72. Quantitative Spektralanalyse 101
73. Quantitative Abschätzungen A. Unsölds 102
74. Quantitative Abschätzungen Russells 103

Die Fixsterne und Nebel

Seite

75. Aufbau des Kosmos 109
76. Spektroskopie der Fixsterne 112
77. Spektralklassifikation 113
78. O-Sterne 115
79. B-Sterne 118
80. A-Sterne 118
81. F-Sterne 119
82. G- und K-Sterne 120
83. M-Sterne 121
84. S-Sterne 122
85. R-Sterne 123
86. N-Sterne 123
87. Neue Sterne 125
88. Physikalische Konstitution der Fixsterne 127
89. Statistik der Sternspektren 130
90. Häufigkeit der chemischen Elemente in den Fixsternatmosphären . . 132
91. Sonderstellung von Wasserstoff und Helium 135
92. Auf Fixsternen nur zweifelhaft nachgewiesene Elemente 136
93. Chemische Verbindungen in den Fixsternatmosphären 137
94. Ruhende Spektrallinien 139
95. Lichtabsorption im Weltraum 140
96. Dunkle Nebel 140
97. Planetarische Nebel 141
98. Diffuse Nebel 143
99. Außergalaktische Nebel 144
100. Sternhaufen 146

Literatur 147
Personenverzeichnis 157
Sachverzeichnis 160

Hinweis auf die Tafel

Abb. 11. Typische Sternspektren (nach W. C. Rufus) . . . nach Seite 112

Die Meteorite

1. Bezeichnungsweise und Literatur. Nächst unserer Erde sind die Meteorite die einzigsten Körper im Kosmos, die uns zu einer unmittelbaren chemischen und physikalischen Untersuchung zugänglich sind, während wir bei allen anderen kosmischen Gebilden einzig und allein auf die Analyse des meist sehr spärlichen Lichts, das sie uns senden, angewiesen sind.

Unter den Meteoriten sind dabei metallische oder steinige Gebilde zu verstehen, die mit teilweise sehr großer Geschwindigkeit vom Weltenraum her in die Lufthülle unserer Erde eindringen, in dieser einer starken Erhitzung unterliegen, die häufig mit außerordentlich prächtiger Leuchterscheinung verbunden ist und unter mehr oder minder lautem Geräusch, nicht selten unter vollständigem Zerbersten, zur Erdoberfläche gelangen. Ein einziger Meteorit ist daher häufig die Ursache für einen ganzen Meteoritenhagel, der sich über viele Kilometer erstrecken kann, wie z. B. der Fall von Khairpur (Indien) vom 23. September 1873. Bei dem Fall von Pultusk gingen über 100000 Steine nieder.

Die außerordentlich reizvolle und interessante Untersuchung dieser siderischen Mineralien hat naturgemäß Anlaß gegeben zu einer sehr großen Zahl von Arbeiten, und die Literatur über diesen Gegenstand ist ebenso umfangreich wie zerstreut und schwierig zugänglich. Cohens (1) große Meteoritenkunde, die auch umfassende Literaturnachweise bringt, ist durch seinen plötzlichen Tod leider unvollendet geblieben; andere zusammenfassende Bearbeitungen in neuerer Zeit verdanken wir Fletcher (2), Farrington (3) und Merrill (4), sowie Berwerth und Michel (5).

Der Sprachgebrauch teilt die Meteorite (Boliden, Feuerkugeln) nach Maskelyne im allgemeinen in drei Gruppen ein, die jedoch ohne strenge Grenzen ineinander übergehen. Wesentlich metallische Gebilde, nämlich in der Hauptsache aus Nickel und Eisen aufgebaute Nickeleisen, werden als Eisenmeteorite (Aerosiderite oder kurz Siderite) bezeichnet (z. B. Casas Grandes). Meteorite von lockerem Bestande,

aus einem Gemisch von Eisen und Silikaten, gehören zur Gruppe der Siderite oder Pallasite (Mesosiderite) (z. B. Mount Vernon, Kentucky). Die Steinmeteorite (Aerolite) endlich enthalten als wesentlichste Bestandteile Silikate bei Abwesenheit oder nur geringem Vorkommen von Metallen (Medoc, Kansas). Die beiden Hauptgruppen der Eisen- und Steinmeteorite sind aber im allgemeinen sehr deutlich voneinander geschieden.

Die einzelnen Meteorite oder Fälle pflegt man durch Eigennamen zu bezeichnen, die entweder der Gegend, der Stadt oder Landschaft ihres Fallortes entliehen sind, oder manchmal nach ihren Entdeckern oder irgendwelchen auffälligen Eigenschaften.

Seit Klaproth (1807) sind verschiedene Systeme für die Klassifizierung der Meteorite ausgearbeitet worden, so 1863 von Maskelyne und 1867 von Daubrée, dessen Systematik von Meunier fortgesetzt wurde. Ein vielbenutztes und wohl das geeignetste System, das aus Arbeiten von Gustav Rose, Tschermak, Brezina u. a. hervorgegangen ist, hat Brezina (6) veröffentlicht. Eine sehr zweckmäßige Klassifikation stammt schließlich auch von Prior (7). Die in Amerika entwickelte qualitative Klassifizierung der Mineralien hat Farrington (8) auch zu einer Einteilung der Meteorite ausgebaut.

2. Ursprung der Meteorite. Die Erkenntnis, daß die Meteorite überhaupt aus dem Weltenraum kommen und nicht etwa irdischen Ursprungs sind, ist seit E. F. F. Chladni vor etwas über hundert Jahren, der für das Studium dieser Gebilde eine streng wissenschaftliche Grundlage schuf, als gesichert anzusehen. Sehr sorgfältiger Untersuchungen hat es dagegen bedurft, um zu entscheiden, ob die Meteorite aus der unmittelbaren Umgebung unserer Erde oder wenigstens aus unserem Planetensystem stammen, oder ob sie tatsächlich aus ganz unbekannten Tiefen des interstellaren Raumes zu uns gelangen. Zwischen Sternschnuppen und Meteoriten scheint ein wesentlicher Unterschied nicht zu bestehen, doch sind die letzteren, dem Sprachgebrauch folgend, das weitaus auffälligere Phänomen. Obwohl die Meteorite weit häufiger sporadisch auftreten als die bekanntlich mit Vorliebe in zeitlicher und örtlicher Hinsicht wohlbegrenzten Sternschnuppenschwärme, so scheint es doch auch genug vereinzelt auftretende Sternschnuppen von größerer oder geringerer Helligkeit zu geben, so daß zwischen beiden Erscheinungen sich eine Grenze nicht wohl ziehen läßt. Für eine Reihe bekannter Sternschnuppenschwärme ist nun ihre Zugehörigkeit zu gewissen Kometen

unzweifelhaft dargetan worden. So laufen z. B. die Perseiden (der Auguststrom) in der Bahn des Kometen Tuttle, die Leoniden (Novemberschwarm) in der des Tempelschen Kometen. Soweit sich bei den Bahnbestimmungen der Kometen keine elliptischen, also keine um die Sonne als Gravitationszentrum geschlossenen Bahnen ergeben haben, wurden derartige Bahnen parabolisch oder nur schwach hyperbolisch gefunden. Solche nicht in geschlossenen Kegelschnitten einherlaufende Himmelskörper können also nicht für alle Zeiten unserem Planetensystem angehören, sondern müssen ihm notwendigerweise verlorengehen, oder stammen vielleicht überhaupt schon vom interstellaren Raume her. Allein Strömgren (9) wies durch Störungsrechnungen, in denen er die Gravitationswirkung der großen Planeten unseres Sonnensystems auf die Kometen berücksichtigte, nach, daß vermutlich alle Kometenbahnen zunächst elliptisch geschlossen waren und erst durch die in unserem Planetensystem auftretenden Störungen in hyperbolische Formen übergeführt worden sind.

Ein großer Prozentsatz aller Sternschnuppen und sicherlich auch manche Meteorite dürften also kosmogonisch wohl unserem Sonnensystem angehören. Andererseits sind die Bahnen einer Reihe von Meteoriten ohne allen Zweifel als stark hyperbolisch erkannt worden. Für eine Anzahl heller und darum auffälliger Meteorite ist es nämlich gelungen, durch gleichzeitige Beobachtungen von verschiedenen Orten die Geschwindigkeit, mit der sie vom Raume her zu uns kommen, hinreichend genau zu bestimmen. Ein einfacher Satz aus der Himmelsmechanik aber besagt, daß die in irgendeinem Punkte in bezug auf das Gravitationszentrum (Sonne) beobachtete Geschwindigkeit direkt ein Kennzeichen für die Form des von dem betreffenden Himmelskörper durchlaufenen Kegelschnitts liefert. Kosmische Körper, die in der Umgebung der Erde eine Geschwindigkeit in bezug auf die Sonne besitzen größer als 1,414 der Erdgeschwindigkeit in ihrer Bahn oder größer als 42 km/sec, müssen in parabolischen oder hyperbolischen Bahnen umlaufen, und ihre Bahn wird um so stärker hyperbolisch sein, je größer die Geschwindigkeit gefunden wird. Nun zeigen zahlreiche mit kritischer Sorgfalt durchgeführte Arbeiten des verstorbenen hervorragenden österreichischen Meteorforschers G. von Niessl (10), daß die heliozentrische Geschwindigkeit einer Anzahl großer Meteorite öfter fast das Doppelte des parabolischen Werts erreicht. Zu ähnlichen Resultaten kommt C. Hoffmeister (11) bei der Bestimmung der Geschwindigkeit schwächerer Meteore (Sternschnuppen) nach ausgedehnten eigenen Beobachtungen (Sonneberg) sowie nach

solchen von Coulvier-Gravier (Paris) und Schmidt (Athen). Diese und andere Überlegungen sprechen dafür, daß wir zum mindesten einen Teil der hellen Meteorite als aus dem interstellaren Raume herkommende Massen anzusehen haben, auch dann, wenn man die Wirkung ausgedehnter und gehäufter Störungen durch die Planeten unseres Sonnensystemes berücksichtigt. Es steht mit den bisherigen astronomischen Erfahrungen zweifellos im Widerspruch, den Ursprung der Meteorite ausschließlich in unserem Sonnensystem zu suchen, wie das in der neueren Literatur gelegentlich geschehen ist. Die Meteorite geradezu als Bruchstücke eines ehemals unserem Sonnensystem zugehörigen Planeten anzusehen und dementsprechend Schlüsse daraus zu ziehen, ist danach jedenfalls unberechtigt.

3. **Statistik der Meteorite.** Die Zahl der wirklich einer ausführlichen Untersuchung zugänglichen Meteoriten ist nicht sehr groß. Merrill (12) teilt eine Statistik mit, die alle seit 1880 beobachteten und auch aufgefundenen Meteorite enthält, im ganzen nur 162 Fälle. Der Jahresdurchschnitt liegt bei etwa 3,5 Fällen. Ward gibt in seiner Statistik von 1904 die Zahl der beglaubigten Fälle und Funde, von denen Repräsentanten auch wirklich gefunden und registriert worden sind, zu 815 an. Da naturgemäß nur ein sehr kleiner Teil der zur Erde gelangenden Meteorite wirklich gesehen und auch gefunden wird, muß die wirklich zu uns gelangende Zahl dieser Körper sehr groß sein. Die täglich die Erde treffende Zahl von Sternschnuppen und Meteoriten schätzt man auf etwa 20 Millionen und die materielle Zufuhr, die die Erde durch stürzende Meteorite und auch durch beträchtliche Mengen niedergehenden Meteorstaubs erfährt, wird von manchen Autoren auf etwa 100000 Tonnen im Jahre veranschlagt. Die Größe der gefallenen Körper ist dabei sehr verschieden. Nach unten hin ist ihre Größe sicherlich nicht begrenzt. Zu den kleinsten, die man gefunden hat, gehören beispielsweise die Meteorite vom Falle von Mühlau (Österreich) mit zusammen nur etwa 5 g Gewicht. Zu den größten dieser siderischen Körper gehört der von Peary am Cape York (Grönland) aufgefundene und 1897 nach New York gebrachte Eisenmeteorit von 37 Tonnen Gewicht und ein anderer Eisenmeteorit von Bacubirito (Mexiko) von 27 Tonnen sowie ein Steinmeteorit von Knyahinya (Tschechoslovakei) von 293,5 kg Gewicht, der größte seiner Art. Eine eigenartige Kraterformation in Arizona wird ebenfalls dem Einschlag eines gewaltigen Meteoriten zugeschrieben. Neuerdings berichten Bobrovnikoff (13) und Kulik (13) von einem gewaltigen

Meteoriteneinsturz in Rußland im Jahre 1908, dessen Gesamtmasse auf ½ Million Tonnen geschätzt wird und dessen Sturz mehrere Quadratmeilen Waldes umgelegt haben soll.

Trotz der nicht großen Zahl beglaubigter Fälle sind die Sammlungen dieser siderischen Körper an manchen Orten schon zu sehr stattlichen Größen herangewachsen. Das Wiener Hofmuseum besitzt in einer der großartigsten, seit 1747 fortgeführten Sammlung Repräsentanten von etwa 650 verschiedenen Fällen. Ähnlich umfassende Sammlungen besitzt das Britische Museum und das Musée de l'Histoire naturelle in Paris; die gegenwärtig wohl größte Sammlung befindet sich im Field Museum in Chicago (14), nach Aufnahme der allein über 600 Fälle umfassenden Privatsammlung von Professor A. Ward.

4. Aussehen der Meteorite. Einfluß der Erhitzung. Die zur Erde gelangenden Meteorite sind unzweifelhaft Bruchstücke; in den meisten Fällen ist das schon durch ihr Zerplatzen in der Lufthülle unserer Erde bedingt. Der Einfluß der durchlaufenen Luftstrecke zeigt sich oft in der konischen und abgeschliffenen Form der Kanten. Charakteristisch für alle Meteorite ist die glatte oder abgerundete Oberfläche, die in Farbe und Struktur merklich von der übrigen eingeschlossenen Masse abweicht. Sie ist offensichtlich die Folge des bei dem raschen Durchfliegen der Erdatmosphäre auftretenden, sehr intensiven Schmelzprozesses und wechselt in Aussehen, Struktur und Dicke natürlich je nach der materiellen Beschaffenheit des Meteoriten. Diese Erhitzung greift aber, wie sich aus der Beobachtung der Strukturverhältnisse und aus theoretischen Überlegungen ergibt, nicht sehr tief in die Masse des Meteoriten hinein. Die Krusten der Eisenmeteorite bestehen bei einer Dicke von einem Millimeter und weniger hauptsächlich aus Magnetit, Reichenbachs sog. „Eisenglas". Auch unter dieser äußersten Schale ist die Struktur der Meteorite oft deutlich durch Einwirkung der Hitze gestört. Bei Steinmeteoriten hat man derartige Krusten bis zu einer Dicke von etwa 10 mm gefunden. Die Betrachtung eines Schnittes im Mikroskop zeigt deutlich 3, manchmal 4 unterschiedliche Zonen, und auch diese Erscheinung läßt sich nach einer von Tschermak aufgestellten Theorie durch den plötzlichen und intensiven Schmelzprozeß erklären, dem die äußersten Schichten unterworfen waren.

5. Chemische und mineralogische Untersuchungen. Chemische und mineralogische Studien der Meteorite sind in außerordentlich großer

Zahl ausgeführt worden, aber erst seit der Entwicklung der modernen Mikropetrologie und der modernen chemischen Analyse sind eigentlich zuverlässige Resultate zu verzeichnen. Dazu kommt als erschwerendes Moment die Tatsache, daß in vielen Fällen nur sehr geringe Mengen, oftmals weniger als 1 g, für genaue Untersuchungen freigegeben wurden. So berichtet Merrill (12), einer der besten gegenwärtigen Kenner der Meteorite, daß er in der ganzen einschlägigen Literatur nur etwa 100 hinreichend einwandfreie Analysen gefunden habe, die Material für systematische Zusammenstellungen, wie die vorliegende, liefern können. Wir geben im folgenden eine Zusammenstellung aller sicher in Meteoriten nachgewiesenen Elemente. Neben zahlreichen Originalarbeiten diente das von Farrington (3) (bis 1915) und von Merrill (12) (bis 1926) zusammengestellte Material als Unterlage. Sehr zahlreiche, auf Merrills Veranlassung unternommene petrographische und chemische Untersuchungen sind mit besonderer Sorgfalt ausgeführt worden, letztere wesentlich von J. W. Whitfield (Philadelphia) mit den modernsten Hilfsmitteln.

Sicher nachgewiesen wurden folgende Elemente:

Ordnungszahl	Element	Atomgewicht
1	Wasserstoff	1.008
2	Helium	4,00
6	Kohlenstoff	12,00
7	Stickstoff	14,01
8	Sauerstoff	16,00
11	Natrium	23,00
12	Magnesium	24,32
13	Aluminium	27,1
14	Silicium	28,3
15	Phosphor	31,04
16	Schwefel	32,06
17	Chlor	35,46
18	Argon	39.88
19	Kalium	39,10
20	Calcium	40,07
22	Titan	48,1
23	Vanadium	51,0
24	Chrom	52,0
25	Mangan	54,93
26	Eisen	55,84
27	Cobalt	58,97
28	Nickel	58,68
29	Kupfer	63,57
42	Molybdän	96,0

Ordnungszahl	Element	Atomgewicht
44	Ruthenium	101,7
46	Palladium	106,7
77	Iridium	193,1
78	Platin	195,2
82	Blei	207,2
88	Radium	226,0
90	Thor	232,15

Tabelle 1. In Meteoriten sicher nachgewiesene Elemente

Für die folgenden Elemente ist ihr Vorkommen in einzelnen Fällen in sehr geringen Mengen behauptet worden, doch muß es noch als etwas zweifelhaft angesehen werden:

Ordnungszahl	Element	Atomgewicht
3	Lithium	6,94
30	Zink	65,37
33	Arsen	74,96
50	Zinn	118,7
51	Antimon	120,2
79	Gold	197,2

Tabelle 2. Elemente, deren Vorkommen in Meteoriten zweifelhaft war

Mit großer Sorgfalt gesucht, aber bis vor kurzem niemals hinreichend überzeugend bestätigt, wurden folgende Elemente:

Ordnungszahl	Element	Atomgewicht
9	Fluor	19,0
38	Strontium	87,63
40	Zirkon	90,6
56	Barium	137,37

Tabelle 3. Trotz besonderer Nachprüfung in Meteoriten bis vor kurzem nicht aufgefundene Elemente

Spektroskopische Untersuchungen, die ja ein außerordentlich feines Indikationsmittel darstellen, soweit leicht erregbare Linien des betreffenden Elements im zugänglichen Spektralbereich liegen, sind nicht sehr häufig ausgeführt worden. Allerdings lassen sie quantitative Bestimmungen im allgemeinen auch nicht zu. Lockyer (15) fand im Funkenspektrum von Meteoriten Linien der Elemente Strontium, Barium und Wismut. H. C. Vogel erregte Meteoritenspektren in Geißlerschen Röhren und fand ein den Kometenspektren sehr ähn-

liches Kohlenoxyd-Kohlenwasserstoffspektrum. Etwa 30 Steinmeteorite untersuchte W. Crookes (16) mit einem speziell konstruierten Spektrographen. Die geringe Anzahl der aufgefundenen Elemente ist trotz der Empfindlichkeit der spektroskopischen Methode überraschend. Nur etwa 10 Elemente konnten im Bogen zwischen Ultraviolett und Rot sicher nachgewiesen werden, nämlich Eisen, Nickel, Chrom, Magnesium, Silicium, Natrium, Mangan, Kalium, Aluminium und Calcium, davon nur die ersten vier in nennenswerten Mengen. Bei 26 von diesen 30 Steinen schien das Mengenverhältnis der Elemente nahe gleich zu sein. Besonders das Intensitätsverhältnis eines engen Linienpaares von Eisen und Nickel blieb fast bei allen Stücken das gleiche. Den Chromgehalt schätzte Crookes auf 0,6 bis 0,1%.

W. N. Hartley und H. Ramage (17) prüften im Anschluß an ihre Untersuchungen über das Vorkommen von Gallium auch eine Reihe von Meteoriten spektroskopisch zwischen λ 3200 und λ 6000 A.-E. Sie glaubten mit Sicherheit Blei, Silber und in allen untersuchten 7 Eisenmeteoriten Gallium in Spuren im Spektrum nachweisen zu können.

Keinerlei unbekannte Elemente sind in Meteoriten gefunden worden, wie auch nicht anders zu erwarten war. Es wurden auch keinerlei Spuren organischen Lebens entdeckt, obwohl das aus Betrachtung der Strukturverhältnisse heraus oder wegen des Vorkommens von Kohlenstoff wiederholt vermutet wurde.

Dagegen ist wohl zu erwarten, daß mit hinreichender Verfeinerung der Analysen und der Nachforschungen alle irdischen Elemente sich werden in den Meteoriten nachweisen lassen. Bereits neuerdings ist es J. und W. Noddack (32a), die u. a. mit bogen- und röntgenspektroskopischen Methoden arbeiteten, gelungen, Spuren fast aller anderen, oben noch nicht aufgeführter Elemente in Meteoriten nachzuweisen. Wir verweisen hierzu auf die quantitative Zusammenstellung in unserer Tabelle 13.

6. Form des Vorkommens einzelner chemischer Elemente. Die angeführten Elemente kommen zum größten Teile in Verbindungen vor und bauen als solche die mineralischen Bestandteile der Meteorite auf, die wir weiter unten zusammenstellen werden. Unter den Verbindungen wurde eine Anzahl gefunden, deren Vorkommen bisher in terrestrischen Mineralien nicht bekannt ist, die aber alle im Laboratorium künstlich erzeugt werden konnten.

Von den im freien Zustande vorkommenden Elementen seien die bemerkenswertesten im nachfolgenden kurz besprochen.

Kohlenstoff wurde sowohl in amorpher Form als auch als Graphit und als Diamant gefunden. Berzelius und Wöhler vermuteten das Freiwerden amorpher Kohle aus der Dissoziation von Kohlenwasserstoffen, auch der Prozeß der Entstehung von Gußeisen mag amorphe Kohle geliefert haben.

Bei den sogenannten Kohlenstoff-Meteoriten bestehen 2—4,5 % der Masse aus amorpher Kohle. Graphit wurde in nennenswerten Mengen nur in Eisenmeteoriten nachgewiesen in Form von Knöllchen, Plättchen oder Körnern von manchmal beträchtlicher Größe (bis 12 g). Schmidt fand siderischen Graphit viel leichter oxydierbar als terrestrischen, auch scheint er reiner zu sein. Diamanten konnten zuerst 1888 im Nowo-Urei-Meteoriten von Jerofejeff und Latschinoff nachgewiesen werden, und zwar in Mengen von etwa 1%. Später fanden Foote und Koenig in einem Eisen von Canyon Diablo ebenfalls Bestandteile, die nach ihrem Verhalten als Diamantkörnchen angesprochen werden mußten, eine Entdeckung, die Kunz, Huntington und viele andere an anderen Stücken vom Canyon Diablo bestätigten, wobei Stücke bis zu 53 kg Gewicht zur Analyse kamen. Auch im Magura-Meteoriten fand Weinschenk Diamanten.

Kupfer kommt als wohl ständiger Begleiter des Nickeleisens vor, ähnlich Iridium, Mangan, Platin, Ruthenium und Zinn.

Wasserstoff findet sich außer im elementaren Zustand als Bestandteil von Ammoniaksalzen mit Stickstoff und im Wasser, falls die geringen gefundenen Mengen von letzterem überhaupt siderischen Ursprungs sind.

Mangan wird in Steinmeteoriten als MnO gefunden sowohl im Chrysolith wie im Augit.

Phosphor, bemerkenswerterweise in freiem Zustande, soll in Spuren in einem Steinmeteoriten nachgewiesen worden sein. Sonst tritt es hauptsächlich im Schreibersit auf.

Radium wurde 1906 nach der Emanationsmethode von Strutt (Lord Rayleigh) (18) in 50 g des Dhurmsalan-Steinmeteoriten nachgewiesen in einer Menge von $1{,}12 \cdot 10^{-12}$ g pro g Probe. Die gleichzeitig untersuchten Meteoreisen Thunda, Augusta Co. (Virginia), Santa Catarina zeigten anfangs keinen nachweisbaren Ra-Gehalt; später wurde für Augusta Co. (Staunton) $2{,}5 \cdot 10^{-14}$ g gefunden. Quirke und Finkelstein (19) untersuchten ebenfalls nach der

Emanationsmethode 25 Meteoriten, wobei ein Nachweis bis etwa 10^{-14} g Ra pro g Substanz möglich war. Bei 5 von 7 Eisenmeteoriten war der Ra-Gehalt kleiner als 10^{-14} g, für 2 (Estherville und Llana del Inca) im Durchschnitt $6{,}88 \cdot 10^{-12}$ g. Für die Steinmeteoriten schwanken die gefundenen Beträge zwischen $2{,}17 \cdot 10^{-12}$ g (Juvinas) und $7{,}34 \cdot 10^{-14}$ g (Framington) und ihr Durchschnitt liegt bei etwa $7{,}39 \cdot 10^{-13}$ g. Die Eisenmeteorite waren also z. T. praktisch frei von nachweisbaren Mengen Radium; bei den Steinmeteoriten läßt sich, soweit bekannt, wohl stets Radium nachweisen. Grete Halledauer (20) untersuchte einige Meteoriten mit einer sehr empfindlichen, von H. Mache vorgeschlagenen Apparatur, die 10^{-15} g Ra pro g Probe noch sicher nachzuweisen erlaubte. Es wurden gefunden für Eisenmeteorite $0{,}18$—$0{,}86 \cdot 10^{-13}$ g Radium, für Steine 3,3—$12{,}7 \cdot 10^{-13}$ g, letzteres in dem besonders aktiven Dhurmsala-Meteoriten. Allein schon die Ergebnisse der Proben ein und desselben Steines schwanken sehr stark. Es sind also auch die Eisenmeteorite aktiv, aber etwa eine Zehnerpotenz weniger als die Steine. Doch sind im Durchschnitt auch die Steinmeteorite viel weniger aktiv als verwandte, plutonische, rdische Gesteine. Ihre Aktivität ist etwa die Hälfte der des Granits.

Titan scheint Silicium in den Augiten zu begleiten; das Oxyd TiO_2 wurde im Angra dos Reis in Mengen von 2,39% gefunden. Vanadium kommt ebenfalls als Oxyd in Gemeinschaft mit Chromit vor, wie es dies auch in irdischen Gesteinen zu tun pflegt.

7. **Meteoritische Mineralien.** Die mineralischen Bestandteile der Meteorite sind den irdischen Gesteinen im allgemeinen sehr ähnlich. Doch ist auch eine Reihe von Mineralien bekannt, die auf der Erde nicht vorzukommen scheinen oder deren Zusammensetzung doch von der der entsprechenden irdischen Gesteine etwas abweicht. Bei irdischen Mineralien überwiegen Silicium, Kalk, Aluminium und die Alkalien, bei siderischen dagegen Eisen, Nickel und Magnesium. Genetisch scheinen sich die siderischen Mineralien unter sauerstoffärmeren Bedingungen entwickelt zu haben als die Gesteine der Erdkruste.

Wir geben im folgenden eine Zusammenstellung der in Meteoriten hinreichend sicher nachgewiesenen Mineralien im System von Dana nach Farrington. Die auf der Erde nicht oder nur in merklich abweichender Zusammensetzung vorkommenden Mineralien sind dabei gesperrt gedruckt.

Name	Zusammensetzung	Kristallsystem
Nickeleisen	Fe, Ni, Co, Cu	Regulär
Kamazit (Balkeneisen)	$Fe_{14}Ni$	Regulär
Taenit (Bandeisen)	Fe_nNi_n	
Plessit (Fülleisen)	Fe_nNi_n	
Sulfide, Phosphide, Carbide		
Oldhamit	CaS	Regulär
Osbornit	Oxysulfide von Ca und Ti	
Troilit (Pyrrhotin)	FeS	Hexagonal
Daubréelit	$FeCr_2S_4$	
Schreibersit	$(Fe, Ni, Co)_3P$	Tetragonal
Cohenit	Fe_3C	Regulär
Moissanit	SiC	Hexagonal
Chloride		
Lawrencit	$FeCl_2$	
Oxyde		
Quarz	SiO_2	
Tridymit (Asmanit)	SiO_2	Hexagonal oder orthorhombisch
Magnetit	Fe_3O_4	Regulär
Chromit	$(Fe, Mg)\ Cr_2O_4$	Regulär
Carbonate		
Breunnerit	$(Mg, Fe)\ CO_3$	Rhomboedrisch (hexagonal)
Silikate		
Plagioklas	$NaAlSi_3O_8$	
	$CaAl_2Si_2O_8$	Triklin
Maskelynit		
Enstatit	$MgSiO_3$	Orthorhombisch
Hypersthen	$(Fe,Mg)\ SiO_3$	Orthorhombisch
Klinoenstatit	$MgSiO_3$	Monoklin
Klinohypersthen	$(Fe,Mg)\ SiO_3$	Monoklin
Diopsid	$MgCa(SiO_3)_2$	Monoklin
Hedenbergit	$(Mg,Fe)\ Ca(SiO_3)_2$	Monoklin
Augit	$(Mg,Fe)Ca(SiO_3)_2$	Monoklin
	$(Mg,Fe)\ (Al, Fe)_2SiO_6$	
Weinbergerit	$NaAlSiO_4 \cdot 3FeSiO_3$	Orthorhombisch
Forsterit	Mg_2SiO_4	Orthorhombisch
Chrysolith (Olivin)	$(Mg,Fe)_2\ SiO_4$	Orthorhombisch
Phosphate		
Apatit	$Ca_4Ca\ (F, Cl)\ [PO_4]_3$	Hexagonal

Tabelle 4. In Meteoriten nachgewiesene Mineralien

8. Beschreibung einzelner meteoritischer Mineralien. Wir wenden uns im folgenden einer kurzen Betrachtung der wesentlichsten meteoritischen Mineralien zu.

Der Hauptbestandteil der Eisenmeteorite, manchmal ihre ganze Masse, ist Nickeleisen; es findet sich wohl auch beinahe stets in geringen Mengen in Steinmeteoriten. Der Prozentsatz an Nickel liegt zwischen 6 und 20 %, meist unter 11 %. Cobalt und Kupfer in Spuren, ersteres bis zu einem Gehalt von 2,5 %, pflegen das Nickeleisen zu begleiten. Das spezifische Gewicht des Nickeleisens liegt meist

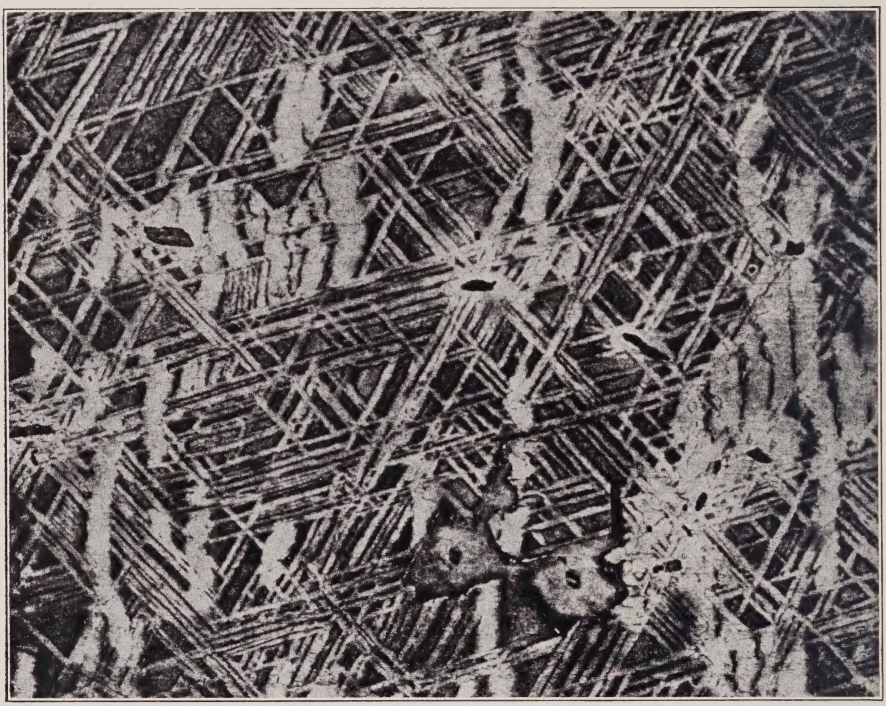


Abb. 1. Typische Widmanstättensche Ätzfigur eines oktaedrischen Eisenmeteoriten (nach O. C. Farrington)

zwischen 7,6 und 7,9, und das Metall ist magnetisch, was wohl terrestrische Ursache hat. Obgleich im Schliff das Metall eine homogene Fläche bildet, verrät sich beim Erwärmen oder Ätzen alsbald eine viel kompliziertere inhomogene Struktur. Die zutage tretende Struktur wurde zuerst 1808 von Alois von Widmanstätten in Wien entdeckt und später nach ihm benannt. Man pflegt drei Strukturformen zu unterscheiden, nämlich nach Reichenbachs Vorschlag das Balkeneisen oder Kamazit, das Bandeisen oder Taenit und das Fülleisen oder Plessit.

Das Balkeneisen besteht aus eisengrauen, mattglänzenden Bändern, die angeätzt tiefer als ihre Umgebung liegen. Sie kreuzen sich in mannigfaltiger Weise und sind in einigen Meteoriten sehr gleichmäßig; in den verschiedenen Exemplaren aber schwankt ihre Breite zwischen ½ und 2 mm, und ihre Länge steigt bis auf 10 cm. Genaue Untersuchung hat noch zahlreiche Untergruppen bekannt werden lassen. Chemisch entspricht das Balkeneisen etwa dem Verhältnis Fe_{14}:Ni.

Es mögen hier drei Analysen mitgeteilt werden. I bezieht sich auf den Bendego-Meteoriten nach Analyse von Derby, Florence und Dafert (1896), II ist eine Analyse von Manteuffel (1892) von Toluca und III eine solche von Magura nach Weinschenk und Cohen (1891).

	Fe	Ni	Co	Cu	C	Summe	Fe (Ni+Co)
I	93,01	6,22	0,77	Spur	—	100,00	13,98:1
II	94,05	5,26	0,57	—	0,12	100,00	16,95:1
III	92,94	6,18	0,88	—	—	100,02	13,83:1

Das Bandeisen (Taenit, Meteorin, Edmondsonit) bildet bei der Analyse Bänder zu beiden Seiten der Streifen des Balkeneisens, ist nickelweiß und wegen seines höheren Nickelgehalts durch Säuren weniger angreifbar, so daß es sich beim Anätzen reliefartig abhebt. Die Dicke der Bandeisenplättchen beträgt 0,03—0,25 mm, der Nickelgehalt erreicht 13—48%, Cobalt begleitet es bis zu 2%. Von den folgenden drei Analysen stammt die erste von Reichenbach (1861) und wurde gewonnen mit mechanisch isoliertem Balkeneisen vom Cosby Creek, ein Mittel aus drei Analysen. Die zweite stammt von Cohen und Weinschenk (1891) aus einem durch HCl isolierten Bandeisen vom Staunton-Meteoriten und die dritte von Sjöström (1897) mit Material von Beaconsfield.

	Fe	Ni	Co	Cu	C	Summe	Fe: (Ni + Co + Cu)
I	86,44	13,02	0,54	—	—	100,00	6,9:1
II	73,10	23,63	2,10	—	1,17	100,00	3,0:1
III	50,73	47,80	0,63	0,37	0,47	100,00	1,1:1

Balken- und Bandeisen laufen in parallelen Streifen und in bestimmtem Winkel gegeneinander und bilden auf diese Weise Lamellen. Das winklige Netzwerk zwischen diesen Lamellen wird von dem Füll-eisen oder Plessit ausgefüllt. Es ist dunkler und matter als das Band-

eisen. Die Menge seines Vorkommens richtet sich nach den vorhandenen Zwischenräumen zwischen den Lamellen. Seine Zusammensetzung liegt zwischen $Fe_{14}Ni$ und FeNi. Fletcher hielt es für ein Eutektikum des Nickeleisens, aber Rinne (1905) vermutete eine Trennung erst nach der Erstarrung.

Oldhamit wurde von Maskelyne im Bustee-Meteoriten in kleinen Kügelchen aufgefunden. Calciumsulfid wurde später auch in anderen Meteoriten gefunden und scheint terrestrisch nicht vorzukommen. Zwei Analysen der Kügelchen von Maskelyne ergaben:

CaS	89,369	90,244
MgS	3,246	3,264
$CaSO_4$	3,951	4,189
$CaCO_3$	3,434	—
FeS	—	2,303
	100	100

Osbornit wurde von Maskelyne ebenfalls im Bustee-Meteoriten in Spuren gefunden, jedoch waren nur qualitative Bestimmungen möglich. Es fanden sich Calcium, Schwefel und entweder Titan oder Zirkon. Wegen seiner hohen Säurebeständigkeit vermutet Maskelyne ein Oxysulfid von Calcium und Titan oder Zircon. Das Mineral ist weder in anderen Meteoriten noch auf der Erde gefunden worden.

Das in Meteoriten gefundene Troilit (Pyrrhotin [Eisensulfid]) entspricht nach zahlreichen Analysen der chemischen Formel FeS. Es wurde nach Haidinger (1863) Troilit genannt, da das terrestrische Pyrrhotit der Formel $Fe_{11}S_{12}$ entspricht. Bei der Bildung des Troilits scheint also sehr reichlich Eisen anwesend gewesen zu sein. Es ist leichter durch Säuren zu zerfällen als terrestrisches Pyrrhotit und ist in der Regel unmagnetisch. Im Cosby Creek wurde eine Knolle von 200 g Troilit gefunden.

Daubréelit liefert nach Analysen von Smith

S	Cr	Fe	Summe
42,69	35,91	20,10	98,70

entsprechend der Formel $Fe\,Cr_2S_4$. Es wurde in zahlreichen Eisenmeteoriten, jedoch nicht in Steinmeteoriten gefunden, in Gestalt von kleinen Knötchen, Plättchen oder Adern.

Schreibersit (Phosphornickeleisen, Glanzeisen, Rhabdit, Dyslytit, Lamprit, Partschit), in der Form von Nadeln oder Plättchen als Rhabdit bekannt, findet sich in Eisenmeteoriten, wo es wohl nie-

mals fehlt. Er ist eines der sichersten Kennzeichen für deren siderische Abstammung, da es auf Erden nicht vorkommt. Die zahlreichen Analysen lassen sich in der Formel $(FeNiCo)_3P$ zusammenfassen. Das Vorkommen eines Phosphides ist sehr bemerkenswert und scheidet das Mineral von allen terrestrischen Gesteinen, da bei Sauerstoffzutritt nur Phosphate gefunden werden. Das Mineral weist also auf einen Mangel an Sauerstoff bei seiner Entstehung hin. Es ist stark magnetisch. Das Mineral pflegt im Meteoriten ungleichförmig verteilt zu sein. Toluca z. B. enthielt zwischen 0,34 und 4,93%, Glorieta Mountain bis 8,7%. Folgende drei Analysen von vielen anderen mögen als Beispiel angeführt werden: I stammt von Cohen und Weinschenk (1891), II vom Canyon Diablo nach Tassin (1908).

	P	Fe	Ni	Co	Summe	(Fe+Ni+Co):P
I	15,49	63,36	19,63	1,23	99,71	2,978:1
II	15,37	58,54	26,08	0,05	100,04	3,009:1

Für Rhabdit fand Cohen (1897)

	P	Fe	Ni	Co	Summe	(Fe+Ni+Co):P
I	14,86	46,22	37,98	0,96	100,02	3,107:1

Cohenit wurde 1889 von Weinschenk als ein besonderes Mineral erkannt. Es ist ein Carbid von Eisen, Nickel und Cobalt von der Formel $(FeNiCo)_3C$. Die Farbe ist silberweiß und das Mineral ist stark magnetisch. Zwei Analysen von Tassin (1907) vom Canyon Diablo und von Weinschenk (1889) vom Magura seien mitgeteilt.

	Fe	Ni	Co	C	Summe	(Fe+Ni+Co):C
I	91,45	2,47	0,10	5,98	100,00	3,35:1
II	89,81	3,08	0,69	6,42	100,00	3,11:1

Moissanit, nichts anderes als das vorher schon bekannte Carborund, SiC, wurde von Moissan (1904) im Canyon Diablo entdeckt.

Lawrencit hat die Formel $FeCl_2$ und wurde meist in der Form grüner Tropfen, seltener in fester Form, in Meteoriten gefunden. Die ständige Anwesenheit von Nickel im siderischen Eisenchlorid verursacht vermutlich die grüne Färbung. Tatsächlich ist siderischer Lawrencit eine Mischung von Eisen- und Nickelchlorid. In irdischen Gesteinen hätte sich Lawrencit wegen seiner leichten Oxydierbarkeit nicht lange zu halten bzw. überhaupt zu bilden vermocht.

Tschermak fand 1872, daß der Shergotty-(Umjhiawar-)Meteorit zu 22½% aus einem farblosen Mineral bestand, von der Härte 6 und dem spezifischen Gewichte 2,55, das folgende Analyse ergab:

SiO	Al_2O_3	CaO	Na_2O	K_2O	Summe
56,3	27,5	11,6	5,1	1,3	100·8

Er gab ihm den Namen Maskelynit. Groth und Brezina halten es für ein eigenes Mineral, doch sind die Ansichten über die Natur dieses Körpers noch geteilt.

Weinbergerit wurde 1906 von Berwerth im Eisenmeteoriten von Kodaikanal als ein schwarzes Mineral entdeckt und hat nach seiner Analyse die chemische Formel $NaAlSiO_4 + 3\,FeSiO_3$. Es wurde in anderen Meteorite nicht gefunden.

Die Mehrzahl der übrigen Mineralien, besonders der Oxyde und der zahlreichen Silikate, weicht von den terrestrischen nicht oder nicht wesentlich ab, so daß ein ausführliches Eingehen auf sie hier wohl übergangen werden kann.

Nächst dem Nickeleisen ist Olivin (Chrysolith) der wesentlichste Bestandteil der Meteorite. Der Chassigny-Meteorit besteht zum Beispiel fast völlig aus Olivin. Er kommt kristallisiert, in Körnern oder Stücken vor, und der siderische Olivin ist bemerkenswert durch das praktisch vollkommene Fehlen von Nickeloxyd, das terrestrischen Olivin stets zu begleiten pflegt. Offenbar ist dies wieder ein Ausdruck für die mangelhafte Oxydationsmöglichkeit, die das Nickel vorgefunden hat.

Quarz ist auffälligerweise in Meteoriten äußerst selten, und obwohl er in mehreren Fällen sicher nachgewiesen wurde, besteht bezüglich seines rein primären, also ursprünglich siderischen Charakters, noch immer Zweifel. Asmanit muß als identisch mit Tridymit betrachtet werden, nachdem Schuster und Lassaulx auch das optische Verhalten des letzteren als dem eines zweiachsigen Kristalles entsprechend erkannt hatten. Nach Wright und Larsen (21) bildet sich Tridymit nur im Temperaturgebiet von 800—1625°, so daß damit die ungefähre Temperatur bei seinem Entstehen festgelegt ist. Magnetit bildet unter anderem die Kruste der Eisenmeteorite, wie Meunier und Farrington zeigen konnten. Chromit findet sich in allen Stein- und fast in allen Eisenmeteoriten, in letzteren allerdings oft nur in Spuren. Feldspate und auch Silikate sind zahlreich in den Meteoriten vertreten, sind aber durchschnittlich weniger häufig als Olivin und unterscheiden sich nicht wesentlich von terrestrischen ähnlichen Gesteinen.

9. Vorkommen von Kohlenwasserstoffen. Kohlenwasserstoffe von der Form CH_{2n} wurden u. a. im Meteoriten von Nagaya und Alais gefunden. Andere von der vermuteten Zusammensetzung $C_4H_{12}S_5$ gelang es Smith zu isolieren. Im Orgueil und Heßle endlich wurden auch Verbindungen von der Form $nC_8H_9O_2$ aufgefunden. Die Annahme eines siderischen Ursprungs dieser Verbindungen scheint gerechtfertigt zu sein, und das Vorkommen derartiger Bitumina und petroleumähnlicher Gebilde in Meteoriten ist sehr interessant. Denn ihr Vorkommen beweist, daß der enthaltende Meteorit nach ihrer Bildung keiner großen Hitze mehr ausgesetzt sein konnte und daß auch die Erhitzung beim Fluge durch die Erdatmosphäre nicht tief hat eindringen können. Daß erhitzte Meteorite häufig ein den Kometenspektren sehr ähnliches Kohlenwasserstoffspektrum zeigen, wurde bereits erwähnt. Die Annahme, daß es organischer Prozesse bedurfte, um diese Verbindungen entstehen zu lassen, ist wohl nicht erforderlich.

10. Vorkommen von Glas. In Steinmeteoriten wird häufig Glas gefunden, bald in Adern, bald in Stückchen verstreut oder als Einschluß. Sein Vorkommen beweist, daß der Meteorit einer plötzlichen, raschen Abkühlung unterlegen sein muß, wodurch ähnlich wie bei terrestrischer Lava eine reguläre Kristallisation verhindert wurde.

11. Tektite. Nach Neumayr-Suess (22) scheint es, als ob die ihrem Ursprunge nach lange rätselhaften Tektite (Moldavite, Billitonite, Australite) nunmehr endgültig den Meteoriten zuzurechnen seien. Als Tektite werden kleine schwärzliche Steinchen mit scharf gefurchten oder abgerundeten Oberflächen bezeichnet, die nur selten Hühnereigröße erreichen und aus klarem, hellgrün oder bräunlichgrün durchscheinendem Glase bestehen. Petrographisch waren sie von jeher merkwürdig durch ihren Mangel an Wasser und Mikrolithen. Sie finden sich über die verschiedensten Teile der Erde verstreut und in teilweise sicherlich vorhistorischen Schichten. Niemals wurde ein Muttergestein gefunden, von dem sie abstammen könnten. Diese vollkommen durchschmolzenen Körper enthalten 70—90% Kieselsäure, sind also hochsaure Erstarrungsgesteine und äußerst schwer schmelzbar. Sie sind stofflich wohl zweifellos verschieden von allen Kunstprodukten, als welche sie anfangs angesehen wurden, und es scheint auch nicht angängig zu sein, sie als vulkanische Produkte terrestrischen Ursprungs anzusprechen.

12. **In Meteoriten occludierte Gase.** Untersuchungen über die von Meteoriten occludierten Gase liegen nicht so häufig vor wie die übrigen chemischen Analysen. Die ersten derartigen Untersuchungen stammen wohl von Graham (23) (1867), während umfangreiche Arbeiten 1875/76 von A. Wright (24) veröffentlicht wurden. Er fand einen merklichen Unterschied zwischen dem Gasgehalt der Eisen- und Steinmeteorite. H_2 und CO überwiegt in den ersteren, CO_2 in den letzteren. Folgende Zusammenstellung der in Meteoriten gefundenen Gase gibt Chamberlin (25):

Meteorit	SO_2	H_2S	CO_2	CO	CH_4	H_2	N_2	Summe	Analyse
Guernsey, Ohio			1,80	0,13	0,06	0,95	0,05	2,99	Wright
Pultusk			1,06	0,06	0,06	0,52	0,04	1,75	,,
Parnallee			2,13	0,04	0,05	0,36	0,04	2,63	,,
Weston			2,83	0,08	0,04	0,46	0,08	3,49	,,
Jowa Co.			0,88	0,05	—	1,45	0,12	2,50	,,
Cold Bokkeveld			23,49	0,61	0,82	0,10	0,21	25,23	,,
Dhurmsala			1,59	0,03	0,10	0,72	0,03	2,51	Dewar
Pultusk			2,34	0,19	0,27	0,64	0,09	3,54	,,
Mocs			1,25	0,07	0,09	0,45	0,07	1,94	,,
Orgueil	48,03	—	7,40	1,14	0,87	—	0,33	57,87	,,
Allegan		Spuren	0,21	0,19	0,01	0,08	Spuren	0,49	Chamberlin
Estacado		,,	0,24	0,25	0,03	0,31	0,01	0,84	,,
Durchschn.		4,00	3,77	0,24	0,20	0,50	0,09	8,80	

Tabelle 5. Gase in Steinmeteoriten

Meteorit	H_2S	CO_2	CO	CH_4	H_2	N_2	Summe	Analyse
Lenarto		0,13	0,00	—	2,44	0,28	2,85	Graham
Augusta Co.		0,31	1,21	—	1,14	0,51	3,17	Mallet
Tazewell Co.		0,46	1,31	—	1,35	0,05	3,17	Wright
Shingle Springs		0,13	0,12	—	0,67	0,05	0,97	,,
Cross Timbers		0,11	0,19	—	0,99	—	1,29	,,
Dickson Co.		0,29	0,34	—	1,57	—	2,20	,,
Arva (Orava)		5,92	31,91	—	8,57	0,73	47,13	,,
Cranborune		0,04	1,13	0,16	1,63	0,63	3,59	Flight
Rowton		0,33	0,47	—	4,96	0,62	6,38	,,
Toluca	Spuren	0,12	1,32	0,04	0,27	1,10	1,85	Chamberlin
Durchschnitt ohne Arva		0,21	0,67	0,02	1,67	0,24	2,83	

Tabelle 6. Gase in Eisenmeteoriten

13. Heliumgehalt und Alter von Meteoriten. Die genaue Bestimmung des Heliumgehaltes von Meteoriten hat neuerdings besonderes Interesse, seit R. Strutt aus dem Heliumgehalt irdischer Gesteine eine untere Grenze für deren geologisches Alter abzuleiten vermochte. Unter der Voraussetzung, daß das in einem Gestein eingeschlossene Helium auf radioaktivem Wege entstanden ist und völlig occludiert blieb, und aus der bekannten Zerfallsdauer radioaktiver Elemente kann man bekanntlich eine untere Grenze für das Alter eines Minerals ableiten, wenn dessen Gehalt an radioaktiven Elementen, vor allem an Uran, bekannt ist. Der Urangehalt läßt sich aber unter der Annahme, daß Radium mit Uran im Gleichgewicht steht, aus dem direkt ermittelten Radiumgehalt ohne weiteres ableiten. Neben der Uranreihe muß auch die Thorreihe stets in Rechnung gezogen werden, da Thor das Radium wegen seines Isomorphismus stets zu begleiten pflegt. Allerdings wurde erst bei einem einzigen Meteoriten (Dundrum) Thor in einer Menge von $1 \cdot 10^{-6}$ g direkt festgestellt. Im Mittel dürfte das Verhältnis von Thor und Uran in Meteoriten wohl nicht höher als in irdischen Gesteinen sein, wo es 2 : 1 beträgt. Der mittlere Urangehalt von 17 Meteoriten wurde zu $2{,}3 \cdot 10^{-6}$ pro Gramm des Materials gefunden. Paneth (26) mit seinen Mitarbeitern bestimmte für einige Eisenmeteorite den Heliumgehalt und damit ihr Alter mit einer sehr empfindlichen Apparatur, die noch Mindestmengen von 10^{-10} cm³ Helium nachzuweisen gestattete. Das Material wurde bei diesem Verfahren vollständig gelöst, nicht nur erhitzt, da Erhitzen erfahrungsmäßig nur einen kleinen Teil des occludierten Helium wirklich freimacht, besonders bei den sehr gut das Helium abschließenden Metallmeteoriten.

Der Mangel an Helium im Savik-Meteoriten ist auffallend, wurde aber durch erneute sorgfältige Analyse bestätigt. Die Annahme, daß dieser Meteorit durch irgendein Ereignis in jüngster Zeit umgeschmolzen sei, läßt sich mit seinen offenbar ungestörten Strukturverhältnissen nicht recht in Einklang bringen. Da gerade bei den Eisenmeteoriten ein Entweichen des Helium sehr unwahrscheinlich ist, können die erhaltenen Werte als ziemlich zuverlässig angesehen werden.

Die sonst als genauer angesehene Methode der Altersbestimmung nach dem sog. Bleiverfahren, wobei das als Endprodukt der radioaktiven Zerfallsreihen gebildete Bleiisotop einen Maßstab für das Alter gibt, ist bei den Meteoriten nicht ausführbar, denn obwohl das Vorhandensein von Blei in den Meteoriten neuerdings wohl gesichert

erscheint, sind die vorhandenen Mengen für eine solche Bestimmung doch viel zu gering.

Die für die Meteoriten nach der Heliummethode gefundenen Zeiten sind von der gleichen Größenordnung wie die nach der gleichen Methode für irdische Mineralien gefundenen Altersgrenzen, so daß ihr Alter mit den in unserem Planetensystem gefundenen Alterszahlen übereinstimmt. Diese Ergebnisse passen also nicht sehr gut zu der Vorstellung von der interstellaren Abstammung der Meteorite. Die großen Abweichungen der einzelnen Zahlen für das Heliumgehalt für die verschiedenen Exemplare sind wohl reell.

Paneth teilt die folgenden Zahlen mit:

Meteorit	He pro g 10^{-6} cm³	Ra pro g 10^{-14} g	Alter Mill. Jahre
Savik	< 0,0002	< 0,2	—
Savik	< 0,0002	< 0,4	—
Mukerop Farm Goamus	0,43	1,3	100
Mukerop Farm Gröndorn	0,49	—	—
Löwenfluß	0,47	—	—
Toluca	1,2	21	16
Seeläsgen	2,0	4,9	120
São Julião de Moreira	2,0	—	—
San Martin, Chile	2,13	1,4	420
Santa Rosa, Columbia	3,02	—	—
El Inca	4,0	2,0	550
Augustinowka	5,21	—	—
Arispe	7,22	1,3	1500
Mount Joy	9,7	4,7	570
N'Goureyma	13,91	2,9	1250
Cocke Co	14	4,0	930
Hraschina	14,9	2,6	1450
Sacramento Mts.	15,03	2,5	1550
Crow Creek	17,35	—	—
Staunton Co., Mass. III	18,82	2,1	2150
Staunton Co., Mass. V	18,92	2,4	2000
Independence Co.	19,28	4,1	1200
Burlington Co.	19,31	3,6	1400
Nelson Co.	20	1,8	2600
Thunda	28,75	2,3	2800
Mount Ayliff	35,81	2,8	2900
Mount Ayliff	35,96	3,2	2600

Tabelle 7. Helium- und Radiumgehalt und Alter einiger Meteoriten

14. Allgemeine petrographische Struktur der Meteorite. Es kann nach allem kein Zweifel sein, daß eine gewisse, wenn auch nicht große Verschiedenheit im Aufbau mehrerer siderischer Mineralien gegenüber irdischen vorhanden ist. Solche Unterschiede finden sich auch in der allgemeinen petrographischen Struktur der Meteorite. Die bemerkenswerte Struktur der siderischen Nickeleisen wurde

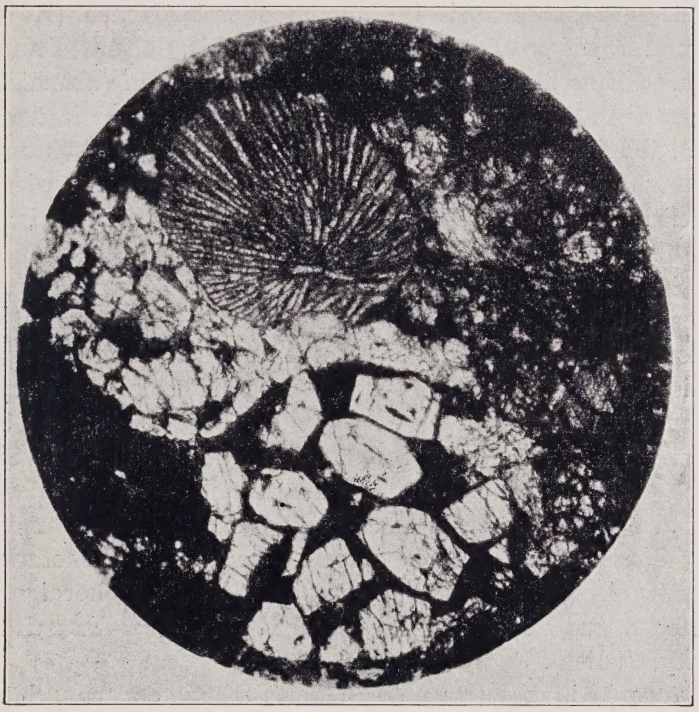


Abb. 2. Mikroskopischer Schnitt des Homestead-Meteoriten. Zeigt eine Enstatit-Chondre mit exzentrischen Fibern, eine porphyrische und eine körnige Chrysolith-Chondre (nach Tschermak)

schon weiter oben erwähnt. Je nachdem die die Widmanstättenschen Muster bildenden Flächen parallel den Flächen eines Oktaeders oder eines Würfels angeordnet sind, oder ob sie überhaupt fehlen, unterscheidet man oktaedrische, kubische (hexaedrische) und ataxide Eisenmeteorite, wozu gelegentlich noch gewisse Modifikationen kommen können. In dem oktaedrischen Eisenmeteoriten Toluca gelang es, durch längeres Erhitzen nicht über 950° die Struktur zum Verschwinden zu bringen, also eine ataxide Form zu erzeugen.

Die Deutung dieser Strukturverhältnisse bedarf noch eingehender Experimente (26a). Ein bestimmter Meteorit und auch die Bestandteile ein und desselben Schwarmes zeigen durchweg die gleichen Strukturverhältnisse. Die jeweilige Struktur scheint nach Farringtons Untersuchungen wesentlich durch den Nickelgehalt des Eisens bestimmt zu werden.

Eingesprengte Mineralien kommen in allen Eisenmeteoriten vor, so Troilit und Schreibersit in Knoten oder Plättchen (Reichenbachs und Brezinas Lamellen), ferner Graphit, Cohenit, Daubréelit, Olivin u. a. Einschlüsse sind häufig von Balkeneisen (Kamazit) umgeben. In den ataxiden Meteoriten sind die Einschlüsse in der Regel weniger zahlreich und klein. Die Reihenfolge für die Abkühlung oder Erstarrung gibt Brezina (27) für die Eisenmeteorite wie folgt: Daubréelit, Pyrrhotin, Graphit, Schreibersit, Cohenit, Chromit, Bandeisen, Fülleisen.

Die Struktur der Eisen-Steinmeteorite ist entsprechend ihrer Zwischenstellung weniger fest umschrieben. Die den Eisenmeteoriten am meisten ähnelnden Pallasite bestehen aus einer schwammartigen Nickeleisenmasse, deren Poren körnerartige Mengen von Chrysolith enthalten, die gewöhnlich von einer Schicht Balkeneisen bzw. Schreibersit umgeben sind, die sich ihren Formen anschmiegt. Die Silikate sind also erst nach ihrer Bildung vom Metall umschlossen worden.

Bei den Steinmeteoriten endlich kennt man basaltische und chondrische Formen. Die achondrischen Formen ähneln stark entsprechenden irdischen Gesteinen, wenn sie auch feinkörniger sind. Sie bestehen aus Plagioklas mit Augit, Olivin oder Enstatit (z. B. Shergotty, Indien).

Die große Mehrzahl (etwa 90%) der Steinmeteoriten gehört zur Klasse der sog. Chondriten. Der betreffende Meteorit enthält eine Menge runder oder ovaler Körner oder Kügelchen eingeschlossen, von Walnuß- bis zur Staubkorngröße. Ihre Oberfläche ist gewöhnlich rauh oder knotig. Die Chondren können nach Tschermak aus folgenden Mineralien bestehen, die hier in der Reihenfolge ihrer Häufigkeit folgen:

Chrysolith, Bronzit, Augit, Plagioklas, Glas, Nickeleisen. Die Enstatit-Chondren zeigen gewöhnlich im Schnitt eine feine, fibrige Struktur, deren Fibern in einem exzentrisch gelegenen Punkte zusammenlaufen, ein sie gegen alle irdischen Gesteine charakteristisch unterscheidendes Merkmal. Der chondrische Aufbau ist für Steinmeteorite sehr charakteristisch und unterscheidet sie häufig zusammen

mit ihrer petrographischen Verschiedenheit von den umgebenden irdischen Gesteinen der Fundstelle. Die Entstehung der Chondren ist nicht ganz klar. Man hat sie für abgeschliffene Bruchstücke von Felsen gehalten oder für erstarrte Tropfen geschmolzener Steinmassen.

Viele Steinmeteorite, besonders aber die meisten Chondriten, zeigen feine schwarze Adern von 0,01 mm Dicke an und zumeist 0,1 mm Breite. Analysen an den Meteoriten von Orvinio, Ställdalen und Bluff zeigen aber, daß die Substanz dieser Adern nicht merklich verschieden ist von der des übrigen Meteorite, also keine fremde, eingedrungene Materie darstellt. Sie sind also nicht eigentlich das, was man an terrestrischen Bildungen Adern nennt. Neben diesen sog. schwarzen Adern werden gelegentlich auch solche beobachtet, die aus Nickeleisen bestehen.

Auch Faltungen, Verwerfungen und Verbiegungen sind an Meteoriten beobachtet worden, doch mag ihr Auftreten vielleicht durch den gewaltsamen Sturz auf die Erdoberfläche verursacht worden sein. Zuweilen wurden auch Höhlungen, verbunden mit Kristallbildungen, wie beim Juvinas-Meteoriten, beobachtet.

15. Allgemeine Betrachtung der Meteorite. Wenden wir uns nunmehr nach dieser Darstellung des Befundes der chemischen, physikalischen und petrographischen Untersuchungen der allgemeinen Betrachtung der Meteorite zu (28). Zweifellos müssen wir in den Meteoriten plutonische Mineralbruchstücke erkennen. Sedimentäre Formationen sind niemals beobachtet worden. Die Eisenmeteorite deuten dabei wegen ihrer wohl ausgebildeten Kristallstruktur auf relativ gleichförmige Temperaturbedingungen während ihrer Entstehung. Dagegen verraten die Steinmeteorite durch ihre chondrische Struktur, ihre Glaseinschlüsse und anderes alle Spuren einer plötzlichen Abkühlung. Da sich von den Stein- zu den Eisenmeteoriten ein ziemlich stetiger Übergang nachweisen läßt, wäre es denkbar, daß in irgend einer kosmischen Masse eine Sonderung infolge von Gravitationswirkung nach den spezifischen Gewichten stattgefunden hat.

Prior (30) hat eine große Zahl chondritischer Meteorsteine hinsichtlich ihrer gemeinsamen mineralogischen Zusammensetzung untersucht, und er fand tatsächlich eine bemerkenswerte Ähnlichkeit in chemischer und mineralogischer Hinsicht. Im besonderen fand sich sehr deutlich ausgeprägt das konstante Verhältnis der Magnesium- und der Eisenatome im Olivin wie 3:1, im Bronzit wie 4:1. Es führt das zu der Vermutung, daß vielleicht alle oder doch die große Mehr-

zahl der chondritischen Meteorite, von einigen Schwankungen des Nickeleisengehalts abgesehen, in chemischer und mineralogischer Hinsicht sehr ähnlich sind, geradezu identisch hinsichtlich des Olivin und des Bronzit. Ein mittlerer Typ würde sich etwa wie folgt darstellen:

Nickeleisen (Fe: Ni nahe 10 : 1)	9
Troilit	6
Olivin (Mg: Fe wie 3 : 1)	44
Bronzit (Mg: Fe wie 4 : 1)	30
Feldspat (Oligoklas)	10
Chromit usw.	1
	100

Goldschmidt (29) macht darauf aufmerksam, daß ein noch ausstehendes umfassendes Studium der Strukturverhältnisse bis zu einem gewissen Grade interessante Schlüsse ziehen ließe über die Gravitationsverhältnisse, unter denen die Bildung der Meteorite vor sich ging. Die Silikateinschlüsse der offenbar in langsamer Kristallisation entstandenen Pallasite hätten sich in einem der Erde ähnlichen anisotropen Schwerefeld nicht in einer Suspension von Nickeleisen halten können, wie dies offenbar der Fall war. Mineralkombinationen, wie sie in der Eklogitschale unserer Erde auftreten und wie sie nur bei einem nicht zu kleinen Himmelskörper bei großem Belastungsdruck vorkommen können, scheinen in den Meteoriten völlig zu fehlen.

16. Vergleich der Meteorite mit irdischen Gesteinen. Vergleicht man die Steinmeteorite mit irdischen Mineralien, so ist eine Ähnlichkeit mit gewissen vulkanischen Gesteinen, in erster Linie mit Peridotiten und anderen aus Chrysolith und Pyroxenen aufgebauten Gesteinen unverkennbar. Dabei muß allerdings von der charakteristischer chondrischen Struktur und den eingesprengten Metallen abgesehen werden. Ihr Charakter nähert sich entschieden dem terrestrischen Lherzolithen. Die Eisenmeteorite finden eine terrestrische Analogie in gewissen nickelführenden natürlichen Eisen (z. B. Ovifak, Grönland), deren Nickelgehalt aber merkwürdigerweise stets unter 4% oder über 35% liegt, sodaß also gerade der von den Eisenmeteoriten praktisch ausschließlich bevorzugte Spielraum von 8—20% nicht vorzukommen scheint. Die Widmanstättenschen Figuren fehlen im irdischen Nickeleisen. Viele häufig in der Erdkruste vorkommende Mineralien, nämlich Quarz, Orthoklas und überhaupt mit Vorzug die kieselsauren, alkalireichen und leichten Mineralien der oberen Erdrinde fehlen oder sind selten. Die Meteorite stehen deswegen vielfach

den Basalten nahe, sie scheinen aus einem wesentlich kieselsäurearmen, des Wassers und des Sauerstoffs ermangelnden Magma hervorgegangen zu sein, dem auch die die Meta- und Orthosilikate umformende Kohlensäure fehlte. Das zeigen Mineralien, wie z. B. Osbornit, das solcher Entstehungsbedingungen bedurfte. Umgekehrt sind die häufigen Bestandteile der Meteorite, wie Nickeleisen, orthorhombische Pyroxene und Olivin in der Erdkruste merklich seltener. Es besteht also ausgesprochene chemische und mineralogische Verwandtschaft zwischen den Meteorite und den terrestrischen, stark basischen Tiefengesteinen. Wenn aber so auch zunächst angedeutet zu sein scheint, daß die prozentuale Verteilung der Elemente bei der Bildung der Meteorite eine etwas andere gewesen ist, als bei den entsprechenden Prozessen auf unserer Erde, so ist doch zu bedenken, daß die uns allein bekannte oberste und spezifisch leichte Erdkruste nur etwa den 130. Teil der ganzen Erde ausmacht. Würden wir den leider unbekannten Mittelwert für die ganze Erde zum Vergleich heranziehen können, so würde die Differenz wahrscheinlich viel geringer sein. Auch eine mögliche statistische Fälschung der Resultate für Meteorite muß berücksichtigt werden, denn von 350 wirklich beobachteten Fällen waren nur 10 Eisenmeteorite, wie Farrington berichtet, während die letzteren als bloße Funde wohl infolge ihrer größeren Auffälligkeit weit häufiger sind als Steinmeteorite. Auch sind die Metallmeteorite nicht unbeträchtlich widerstandsfähiger gegen atmosphärische Angriffe als die anderen Meteoritenklassen.

Die Gewichte der bisher bekannten Meteorite verteilen sich nach Merrill (12) wie folgt:

Eisenmeteorite . .	169	Tonnen
Pallasite	5	„
Steinmeteorite . .	9	„

also 93% Metalle, 2% Pallasite und 5% Steine.

17. Häufigkeit der einzelnen Elemente in den Meteoriten und auf der Erde. Die durchschnittliche Zusammensetzung der Eisenmeteorite gibt Farrington (8) wie folgt:

Eisen	90,85%
Nickel	8,52
Cobalt	0,59
Phosphor	0,17
Schwefel	0,04
Kohlenstoff	0,03
Kupfer	0,02
Chrom	0,01
	100,23%

Tabelle 8. Durchschnittliche Zusammensetzung der Eisenmeteorite

Das Vorkommen anderer Elemente in geringen Spuren konnte durch die Analysen quantitativ nicht sichergestellt werden, was auch für die folgenden Durchschnittswerte gilt.

Die durchschnittliche Zusammensetzung der Pallasite anzugeben ist wegen ihrer großen Verschiedenheit schwer. Auf Grund von Wägungen und Messungen der Olivin- und Metallbestandteile gibt Čirvinskij die folgenden Zahlen:

Eisen	49,10%
Sauerstoff	21,27
Magnesium	14,12
Silicium	9,75
Nickel	4,91
Cobalt	0,27
	99,42%

Tabelle 9. Durchschnittliche Zusammensetzung der Pallasite

Auf Olivin entfallen 51,06%, auf Nickeleisen 48,94%.

Für die Steinmeteorite gibt Merrill (12) die folgende Tabelle 10. Die 1. Kolonne enthält die Mittelwerte aus 99 bis 1916 zur Verfügung stehenden, hinreichend genauen Analysen, II gibt die entsprechenden Durchschnittszahlen für Eruptivgesteine der irdischen Lithosphäre, von der sie etwa 95% ausmachen (31).

	I	II
SiO_2	38,68	59,12
TiO_2	0,18	1,050
SnO_2	—	—
ZrO_2	—	0,039
Al_2O_3	2,88	15,34
F_2O_3	—	3,08
Cr_2O_3	0,47	0,055
V_2O_3	Spuren	0,026
Fe	11,98	—
Ni	1,15	—
Co	0,07	—
FeO	14,58	3,80
NiO	0,48	0,025
CoO	0,06	—
CaO	2,42	5,08
BaO	—	0,055
MgO	22,67	3,49
MnO	0,29	0,124
SrO	—	0,022
Na_2O	0,87	3,84
K_2O	0,21	3,13
Li_2O	—	0,007
H_2O	0,75	1,15
P_2O_5	0,26	0,299
S	1,80	0,052
Cu	0,014	0,010
C	0,15	—
Cl	0,08	0,048
F	—	0,030
CO_2	?	0,102
$(CeY_1)O_3$	—	0,020
Zn	—	0,004
Pb	—	0,002
	100,44	100,000

Tabelle 10. Durchschnittliche Zusammensetzung der Steinmeteorite und irdischer Eruptivgesteine

Tabelle 11 gibt das Verhältnis der Elemente in Prozenten nach der Kolonne I der vorigen Tabelle unter I und unter II die Häufigkeit der gleichen Elemente in den uns bekannten Teilen des Erdkörpers (31).

	I	II		I	II
Sauerstoff	36,30	49,42	Kohlenstoff	0,15	0,087
Eisen	23,31	4,70	Phosphor	0,11	0,12
Silicium	18,15	25,75	Titan	0,11	0,58
Magnesium	13,67	1,94	Wasserstoff	0,08	0,88
Schwefel	1,80	0,048	Chlor	0,08	0,188
Calcium	1,73	3,39	Kupfer	0,01	0,010
Aluminium	1,53	7,51	Vanadium	Spuren	0,016
Nickel	1,52	0,018	Ruthenium	,,	—
Natrium	0,64	2,64	Palladium	,,	—
Chrom	0,32	0,033	Platin	,,	—
Mangan	0,24	0,080	Iridium	,,	—
Kalium	0,17	2,40		100,09	99,81
Cobalt	0,17	0,002			

Tabelle 11. Durchschnittliche Zusammensetzung der Steinmeteorite und der uns bekannten Erdschichten in Prozenten der Elemente

Die durchschnittliche Zusammensetzung für alle Meteorite, wie sie sich aus allen brauchbaren Analysen ableitet, gibt Farrington (32) wie folgt:

Eisen	72,06%	Natrium	0,17%
Sauerstoff . . .	10,10	Phosphor	0,14
Nickel	6,50	Chrom	0,09
Silicium	5,20	Kalium	0,04
Magnesium . . .	3,80	Kohlenstoff . . .	0,04
Schwefel	0,49	Mangan	0,03
Calcium	0,46	Spuren anderer	
Cobalt	0,44	Elemente . . .	0,05
Aluminium . . .	0,39		100,00%

Tabelle 12. Durchschnittliche Zusammensetzung aller Meteorite

Ausgedehnte Meteoritenanalysen und Häufigkeitswerte unter Heranziehung bogen- und röntgenspektroskopischer Methoden haben ganz neuerdings J. und W. Noddack (32a) veröffentlicht. Von einem größeren Material untersuchten sie getrennt die drei Hauptphasen: Silicat (Meteorsteine), Eisen (Meteoreisen) und Sulfid (Troilit). Die Analyse erfaßte jedoch nicht Wasserstoff, Edelgase und kurzlebige Radioelemente.

In der folgenden Tabelle 13 (nach J. und W. Noddack) gibt die erste Kolonne die Ordnungszahlen, die zweite die Symbole der Elemente, die dritte (Erde) die Häufigkeit in Anteilen der Gesamtmasse in der Erdrinde nach Washington und Clarke und nach den Rechnungen Bergs (31), die vierte (Steine), fünfte (Eisen) und sechste (Troilit) die

Häufigkeiten in den drei Hauptphasen der Meteorite, die letzte Kolonne endlich die Häufigkeit der Atome, wobei die Atomhäufigkeit des Sauerstoffs gleich 1 gesetzt wurde. Dabei wurden angenommen die Verhältnisse: Stein : Eisen : Sulfid = 1 : 0,68 : 0,098.

Für die Elemente Bor, Fluor, Jod, Lanthan, Praseodym und für Europium bis Cassiopeium ist die Häufigkeit aus derjenigen in der Erdrinde geschätzt. Eine Reihe der Zahlen für die Erde bedürfen bereits der Korrektion, besonders die Werte für seltene Erden vergrößern sich danach öfter um mehrere Zehnerpotenzen. Ein Strich bedeutet (—), daß in der betreffenden Phase das Element nicht gesucht wurde, ein + daß es zwar nachgewiesen, aber nicht quantitativ bestimmt wurde.

Ord.-Zahl	Element	Erde	Stein	Eisen	Troilit	Atomhäufigkeit
1	H	$8{,}8 \cdot 10^{-3}$	—	—	—	—
2	He	$4{,}2 \cdot 10^{-9}$	—	—	—	—
3	Li	$5{,}0 \cdot 10^{-5}$	$5{,}0 \cdot 10^{-6}$	—	—	$2{,}7 \cdot 10^{-5}$
4	Be	$5{,}0 \cdot 10^{-6}$	$1{,}0 \cdot 10^{-5}$	+	—	$4{,}2 \cdot 10^{-5}$
5	B	$1{,}4 \cdot 10^{-5}$	o	+	—	—
6	C	$8{,}7 \cdot 10^{-4}$	$3{,}4 \cdot 10^{-4}$	$3{,}9 \cdot 10^{-4}$	—	$1{,}9 \cdot 10^{-3}$
7	N	$3{,}0 \cdot 10^{-4}$	o	$1{,}0 \cdot 10^{-5}$	—	$1{,}9 \cdot 10^{-5}$
8	O	$4{,}942 \cdot 10^{-1}$	$4{,}204 \cdot 10^{-1}$	—	—	1,0
9	F	$2{,}7 \cdot 10^{-4}$	+	—	—	—
10	Ne	$5{,}0 \cdot 10^{-9}$	—	—	—	—
11	Na	$2{,}64 \cdot 10^{-2}$	$7{,}18 \cdot 10^{-3}$	—	—	$1{,}2 \cdot 10^{-2}$
12	Mg	$1{,}94 \cdot 10^{-2}$	$1{,}590 \cdot 10^{-1}$	$3{,}2 \cdot 10^{-4}$	—	$2{,}5 \cdot 10^{-1}$
13	Al	$7{,}51 \cdot 10^{-2}$	$1{,}61 \cdot 10^{-2}$	$4{,}0 \cdot 10^{-5}$	—	$2{,}4 \cdot 10^{-2}$
14	Si	$2{,}575 \cdot 10^{-1}$	$2{,}143 \cdot 10^{-1}$	$8{,}0 \cdot 10^{-3}$	—	$3{,}0 \cdot 10^{-1}$
15	P	$1{,}2 \cdot 10^{-3}$	$5{,}06 \cdot 10^{-4}$	$1{,}47 \cdot 10^{-3}$	$3{,}05 \cdot 10^{-3}$	$2{,}2 \cdot 10^{-3}$
16	S	$4{,}8 \cdot 10^{-4}$	$2{,}01 \cdot 10^{-2}$	$3{,}6 \cdot 10^{-4}$	$3{,}43 \cdot 10^{-1}$	$4{,}0 \cdot 10^{-2}$
17	Cl	$1{,}88 \cdot 10^{-3}$	$9{,}04 \cdot 10^{-4}$	—	—	$1{,}0 \cdot 10^{-3}$
18	A	$3{,}6 \cdot 10^{-6}$	—	—	—	—
19	K	$2{,}4 \cdot 10^{-2}$	$2{,}63 \cdot 10^{-3}$	—	—	$2{,}6 \cdot 10^{-3}$
20	Ca	$3{,}39 \cdot 10^{-2}$	$1{,}92 \cdot 10^{-2}$	$5{,}0 \cdot 10^{-4}$	—	$1{,}9 \cdot 10^{-2}$
21	Sc	$7{,}5 \cdot 10^{-7}$	$1{,}1 \cdot 10^{-4}$	+	—	$9{,}5 \cdot 10^{-5}$
22	Ti	$5{,}8 \cdot 10^{-3}$	$2{,}10 \cdot 10^{-3}$	$4{,}0 \cdot 10^{-5}$	—	$1{,}7 \cdot 10^{-3}$
23	V	$1{,}6 \cdot 10^{-4}$	$3{,}0 \cdot 10^{-4}$	$6{,}2 \cdot 10^{-6}$	$4{,}5 \cdot 10^{-5}$	$2{,}3 \cdot 10^{-4}$
24	Cr	$3{,}3 \cdot 10^{-4}$	$5{,}0 \cdot 10^{-3}$	$2{,}4 \cdot 10^{-4}$	$1{,}20 \cdot 10^{-3}$	$4{,}0 \cdot 10^{-3}$
25	Mn	$8{,}0 \cdot 10^{-4}$	$2{,}05 \cdot 10^{-3}$	$3{,}0 \cdot 10^{-4}$	$4{,}6 \cdot 10^{-4}$	$1{,}6 \cdot 10^{-3}$
26	Fe	$4{,}7 \cdot 10^{-2}$	$1{,}276 \cdot 10^{-1}$	$9{,}02 \cdot 10^{-1}$	$6{,}11 \cdot 10^{-1}$	$5{,}9 \cdot 10^{-1}$
27	Co	$1{,}8 \cdot 10^{-5}$	$1{,}81 \cdot 10^{-4}$	$5{,}47 \cdot 10^{-3}$	$2{,}08 \cdot 10^{-3}$	$2{,}7 \cdot 10^{-3}$
28	Ni	$1{,}8 \cdot 10^{-4}$	$2{,}01 \cdot 10^{-3}$	$8{,}46 \cdot 10^{-2}$	$2{,}88 \cdot 10^{-2}$	$4{,}2 \cdot 10^{-2}$
29	Cu	$1{,}0 \cdot 10^{-4}$	$1{,}55 \cdot 10^{-6}$	$3{,}05 \cdot 10^{-4}$	$4{,}20 \cdot 10^{-3}$	$3{,}9 \cdot 10^{-4}$
30	Zn	$5{,}7 \cdot 10^{-5}$	$3{,}40 \cdot 10^{-6}$	$1{,}15 \cdot 10^{-4}$	$1{,}53 \cdot 10^{-3}$	$1{,}3 \cdot 10^{-4}$

Ord.-Zahl	Element	Erde	Stein	Eisen	Troilit	Atomhäufigkeit
31	Ga	1,0 · 10⁻⁹	+	1,3 · 10⁻⁵	+	5,0 · 10⁻⁶
32	Ge	3,0 · 10⁻¹¹	3,3 · 10⁻⁵	2,36 · 10⁻⁴	1,15 · 10⁻³	1,7 · 10⁻⁴
33	As	5,5 · 10⁻⁶	2,0 · 10⁻⁵	3,6 · 10⁻⁴	1,02 · 10⁻³	1,9 · 10⁻⁴
34	Se	2,5 · 10⁻⁸	+	+	8,4 · 10⁻⁴	4,2 · 10⁻⁵
35	Br	6,0 · 10⁻⁶	1,0 · 10⁻⁶	—	—	5,0 · 10⁻⁷
36	Kr	2,0 · 10⁻¹⁰	—	—	—	—
37	Rb	3,4 · 10⁻⁵	4,5 · 10⁻⁶	o	o	2,0 · 10⁻⁶
38	Sr	1,7 · 10⁻⁴	7,2 · 10⁻⁵	+	—	3,2 · 10⁻⁵
39	Y	5,5 · 10⁻⁵	3,4 · 10⁻⁵	+	—	1,5 · 10⁻⁵
40	Zr	2,3 · 10⁻⁴	1,0 · 10⁻⁴	8,0 · 10⁻⁶	—	4,2 · 10⁻⁵
41	Nb	4,0 · 10⁻⁸	2,0 · 10⁻⁶	1,0 · 10⁻⁶	—	1,1 · 10⁻⁶
42	Mo	7,2 · 10⁻⁶	2,5 · 10⁻⁶	1,66 · 10⁻⁵	1,10 · 10⁻⁵	6,0 · 10⁻⁶
43	Ma	—	—	+	+	—
44	Ru	2,3 · 10⁻¹³	o	2,39 · 10⁻⁵	4,20 · 10⁻⁶	6,1 · 10⁻⁶
45	Rh	9,0 · 10⁻¹³	o	5,0 · 10⁻⁶	1,0 · 10⁻⁶	1,3 · 10⁻⁶
46	Pd	8,5 · 10⁻¹³	o	1,9 · 10⁻⁵	4,5 · 10⁻⁶	4,6 · 10⁻⁶
47	Ag	4,0 · 10⁻⁸	o	3,2 · 10⁻⁶	2,1 · 10⁻⁵	1,5 · 10⁻⁶
48	Cd	1,1 · 10⁻⁷	—	8,0 · 10⁻⁶	3,0 · 10⁻⁵	2,9 · 10⁻⁶
49	In	9,0 · 10⁻⁹	—	+	8,0 · 10⁻⁷	2,7 · 10⁻⁸
50	Sn	6,0 · 10⁻⁶	4,0 · 10⁻⁶	1,02 · 10⁻⁴	1,61 · 10⁻³	7,3 · 10⁻⁵
51	Sb	2,3 · 10⁻⁷	1,0 · 10⁻⁷	2,0 · 10⁻⁶	7,8 · 10⁻⁶	7,3 · 10⁻⁷
52	Te	6,0 · 10⁻¹⁰	—	—	1,7 · 10⁻⁵	5,0 · 10⁻⁷
53	J	6,0 · 10⁻⁸	+	—	—	—
54	X	2,4 · 10⁻¹¹	—	—	—	—
55	Cs	7,0 · 10⁻⁷	1,0 · 10⁻⁷	—	—	2,9 · 10⁻⁸
56	Ba	4,7 · 10⁻⁴	2,0 · 10⁻⁵	+	—	5,6 · 10⁻⁶
57	La	6,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
58	Ce	2,7 · 10⁻⁵	4,0 · 10⁻⁶	+	—	1,1 · 10⁻⁶
59	Pr	4,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
60	Nd	1,7 · 10⁻⁵	3,0 · 10⁻⁶	—	—	7,9 · 10⁻⁷
62	Sm	6,0 · 10⁻⁶	3,0 · 10⁻⁶	—	—	7,7 · 10⁻⁷
63	Eu	2,0 · 10⁻⁷	+	—	—	—
64	Gd	6,0 · 10⁻⁶	+	+	—	—
65	Tb	1,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
66	Dy	6,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
67	Ho	1,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
68	Er	5,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
69	Tu	1,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
70	Yb	6,0 · 10⁻⁶	+	—	—	—
71	Cp	1,4 · 10⁻⁶	+	—	—	—
72	Hf	2,0 · 10⁻⁵	1,0 · 10⁻⁶	+	—	2,1 · 10⁻⁷
73	Ta	1,2 · 10⁻⁸	7,0 · 10⁻⁷	1,0 · 10⁻⁶	—	3,0 · 10⁻⁷
74	W	5,5 · 10⁻⁵	1,8 · 10⁻⁵	8,1 · 10⁻⁶	+	4,7 · 10⁻⁶
75	Re	—	8,0 · 10⁻¹⁰	8,2 · 10⁻⁹	1,0 · 10⁻⁹	1,3 · 10⁻⁹
76	Os	6,0 · 10⁻¹²	—	8,8 · 10⁻⁶	1,0 · 10⁻⁵	1,4 · 10⁻⁶

Ord.-Zahl	Element	Erde	Stein	Eisen	Troilit	Atomhäufigkeit
77	Ir	$3{,}0 \cdot 10^{-12}$	o	$2{,}3 \cdot 10^{-6}$	$5{,}0 \cdot 10^{-7}$	$3{,}2 \cdot 10^{-7}$
78	Pt	$8{,}0 \cdot 10^{-11}$	$8{,}3 \cdot 10^{-8}$	$1{,}77 \cdot 10^{-5}$	$3{,}0 \cdot 10^{-6}$	$2{,}3 \cdot 10^{-6}$
79	Au	$1{,}0 \cdot 10^{-9}$	o	$1{,}4 \cdot 10^{-6}$	$4{,}5 \cdot 10^{-7}$	$1{,}9 \cdot 10^{-7}$
80	Hg	$2{,}7 \cdot 10^{-8}$	—	—	+	—
81	Tl	$8{,}5 \cdot 10^{-10}$	—	+	$3{,}0 \cdot 10^{-7}$	$5{,}6 \cdot 10^{-9}$
82	Pb	$8{,}0 \cdot 10^{-6}$	$5{,}0 \cdot 10^{-6}$	$5{,}3 \cdot 10^{-5}$	$7{,}1 \cdot 10^{-4}$	$2{,}1 \cdot 10^{-5}$
83	Bi	$3{,}4 \cdot 10^{-8}$	—	$5{,}0 \cdot 10^{-7}$	$2{,}0 \cdot 10^{-6}$	$1{,}0 \cdot 10^{-7}$
90	Th	$2{,}5 \cdot 10^{-5}$	$2{,}0 \cdot 10^{-6}$	+	—	$3{,}3 \cdot 10^{-7}$
92	U	$5{,}0 \cdot 10^{-8}$	+	+	—	—

Tabelle 13. Häufigkeit der Elemente in der Erdrinde und in Meteoriten

18. Allgemeine Betrachtungen zur Häufigkeit der Elemente in den Meteoriten. Wenn man den siderischen Ursprung oder gar die Abstammung der Meteorite aus den Tiefen des interstellaren Raumes gelten läßt, so sind diese Zahlen von hohem Interesse, da sie sicherlich in irgendeiner Weise mit der Entstehung oder dem Mischungsverhältnis der Elemente in ihrem Ursprungsmagma und mit der Wahrscheinlichkeit oder der Stabilität der einzelnen Atomformen zusammenhängen müssen (29).

Harkins (33) hat im Anschluß an seine Theorie über die Stabilität der verschiedenen Atomkonfigurationen darauf aufmerksam gemacht, daß ein sicherlich nicht zufällig so überraschend hoher Prozentsatz der die Meteorite aufbauenden Atome gerade Ordnungszahl hat. Obwohl Harkins wesentlich anderes Zahlenmaterial benutzte, als wir oben angeben, bleiben seine Ausführungen auch auf die vorliegenden Zahlen vollkommen anwendbar. Wenn man von den Eisenmeteoriten, die in ihrer einseitigen Zusammensetzung offensichtlich eine Sonderstellung einnehmen, absieht, so zeigen die Mittelwerte für die Häufigkeit der Elemente sowohl bei den Pallasiten (Tabelle 9) wie bei den Steinmeteoriten (Tabelle 11) und auch bei der zusammenfassenden Tabelle 12 die beherrschende Stellung der Elemente mit gerader Ordnungszahl, wie die folgende Zusammenstellung zeigt:

Element	Atom-Gew.	Ordn.-Zahl	Pallasite	Steine	Tabelle 12
Sauerstoff .	16,00	8	21,27	36,30	10,10
Magnesium .	24,32	12	14,12	13,67	3,80
Silicium . .	28,3	14	9,75	18,15	5,20
Schwefel .	32,06	16	—	1,80	0,49
Calcium . .	40,07	20	—	1,73	0,46
Eisen . . .	55,84	26	49,10	23,31	72,06
			94,24	94,96	92,11

Nernst (34) wies darauf hin, daß die obere Grenze für die Atomgewichte der in irgendwie nennenswerten Mengen in den Meteoriten vorkommenden Elemente in der Gegend der Werte für Nickel bei 58,7 zu liegen scheint, entsprechend einer Ordnungszahl im periodischen System von 28. Das vorliegende, aus anderen Quellen stammende Material bestätigt diese Feststellung. Im Hinblick auf die von Nernst entwickelten Anschauungen über die mögliche Genesis der chemischen Elemente sind diese Zahlen darum besonders bemerkenswert; die oben erwähnten Ergebnisse Paneths stimmen allerdings nicht gut zu diesen Anschauungen.

Im Zusammenhang hiermit sei noch erwähnt, daß das Verhältnis der Isotopenkomponenten von Elementen in Meteoriten dort, wo es nachgeprüft werden konnte, übereinstimmend mit den auf der Erde gefundenen Beträgen ermittelt wurde.

Für Eisen und Nickel veröffentlichten derartige Untersuchungen G. P. Baxter und seine Mitarbeiter; sehr genaue Messungen des Isotopenverhältnisses von Sicilicum stammen von F. M. Jaeger und D. W. Dykstra (35).

Wir reproduzieren in Abb. 3 die graphische Darstellung der letzten Kolonne aus Tabelle 13. Der Abfall der Häufigkeit vom Sauerstoff zu den schwereren Elementen hin ist deutlich, ebenso der der Harkinsschen Regel entsprechende Zickzackgang. J. und W. Noddack machen

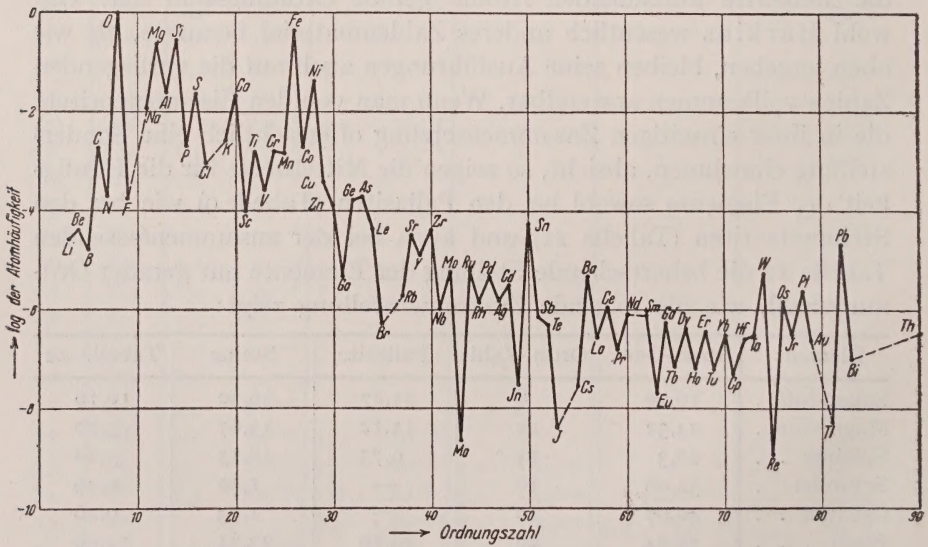


Abb. 3. Häufigkeit der Elemente in Meteoriten. Nach J. und W. Noddack.

daneben noch auf eine weitere Periodizität aufmerksam, in der Silicium, Zinn und Blei deutliche Maxima bilden, dagegen Scandium, Gallium, Indium, Thallium und Chlor, Brom, Jod, Masurium, Rhenium Minima.

Derartige Periodizitäten in der Häufigkeit deuten offensichtlich eine noch unbekannte Kernstruktur an, zu deren tieferer Erkenntnis aber die noch keineswegs hinreichend bekannten Verhältnisse der Isotopenkomponenten der Elemente zu kennen erforderlich wären.

Der Mond

19. Forschungsmethoden. Wenn wir versuchen wollen, etwas auszusagen über das Vorkommen und die chemische Bindung der Elemente auf unserem nächsten Nachbarn im Weltenraum, unserem Monde, so werden die Schwierigkeiten bereits sehr erheblich und das Material im selben Maße spärlich. Denn es ist keinerlei direkte chemische Analyse mehr möglich. Doch sind wir noch in der relativ günstigen Lage, unseren Mond als merkliche Scheibe zu erblicken, und wir haben bei dem praktisch völligen Mangel einer Atmosphäre auf dem Monde vorzüglichen und ungestörten Einblick in seine Oberflächenbeschaffenheit, wie das ein Blick auf die z. T. prächtigen Mondphotographien (36) zeigt. In ziemlich weiten Grenzen muß es also möglich sein, schon aus der tektonischen Oberflächenstruktur Rückschlüsse auf die wahrscheinliche mineralogische Beschaffenheit der Mondkruste zu ziehen. Die zweifellos nicht selbstleuchtende Oberfläche wird nur im reflektierten Sonnen- oder Erdlicht sichtbar, so daß das wichtige Hilfsmittel der Spektroskopie hier versagt. An seiner Stelle müssen Messungen des Reflexionsvermögens und der Polarisationsfähigkeit für einzelne Teile der Oberfläche und auch für die ganze Scheibe treten, und zwar sowohl in Abhängigkeit vom Inzidenz- und Emanationswinkel als auch von der Wellenlänge. Parallel laufende Beobachtungsreihen an irdischen Mineralien müßten dann, wenn solche Reihen ausführlich und zahlreich genug vorhanden wären, eine ziemlich zuverlässige Identifizierung der Substanzen der Mondoberfläche erlauben. Das bisher vorliegende Material reicht dazu bei weitem nicht aus; es läßt vorläufig nur ziemlich allgemeine Schlüsse zu.

20. Schlüsse aus dem teleskopischen Anblick. Versuchen wir, allein aus dem Anblick der Mondoberfläche, aus dem Vergleich mit terrestrischen Formationen und aus morphologischen Betrachtungen heraus

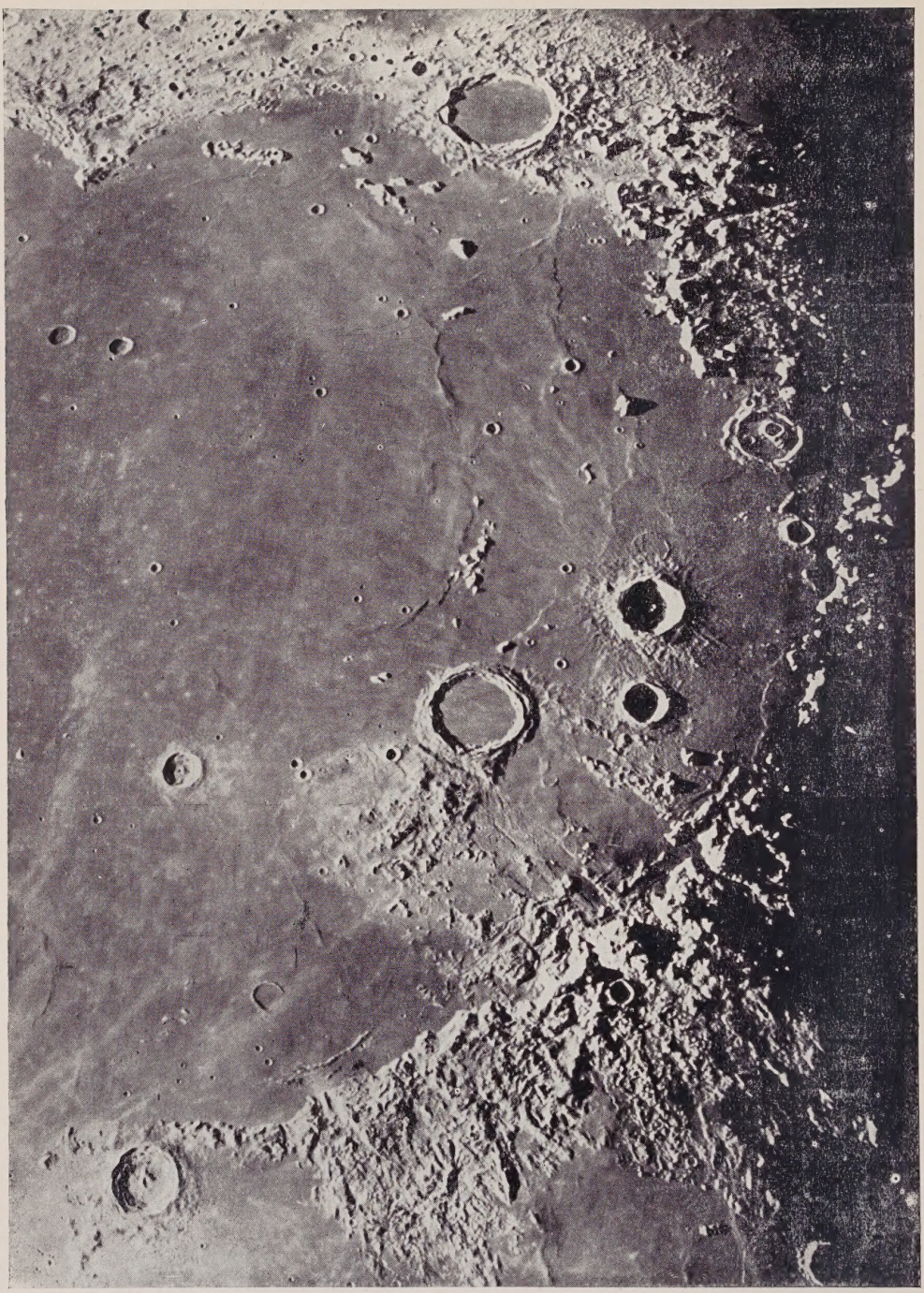


Abb. 4. Mondlandschaft. Nördlicher Teil des Mondes im letzten Viertel. Nach einer Aufnahme am 100-zölligen Mt.-Wilson-Reflektor.

Schlüsse zu ziehen auf die physischen und petrographischen Bestandteile der Mondformationen, so können diese natürlich nur zu ganz allgemeinen Gesichtspunkten führen. Eine irgendwie nachweisbare Atmosphäre, die sich durch Refraktion oder Extinktion des am Mondrande vorbeistreichenden Lichtes von Sternen verraten müßte, ist bestimmt nicht vorhanden, und auch alle mit dem Vorkommen von Wasser verbundene Formationen, Erosionen u. dgl. fehlen völlig. Kettengebirge und orographische Formen, also Schrumpfungs- und Faltungsvorgänge, fehlen offenbar ebenfalls. Die vorkommenden großen Gebirgszüge sind vielmehr moränenartig ineinandergeschobenes Trümmermaterial. Charakteristisch und mit wenigen Ausnahmen ohne entsprechende terrestrische Parallele sind die eigentlichen Kratergebilde mit ihrer eigenartigen Bodenformation und ihren Kraterrillen. Ihrer Natur nach noch nicht sicher gedeutet sind ferner die sog. „Hellen Strahlen", deren bekanntestes System vom Krater Tycho seinen Ausgang nimmt. Es ist hier weder der Platz noch der Ort, um auf die zahllosen Abhandlungen und Theorien einzugehen, die die Entstehung der lunaren Gebilde zum Gegenstande haben (37). Im allgemeinen kann man in der Literatur zu diesem Gegenstande vier Richtungen verfolgen; die Blasenhypothese, die Gezeitenhypothese, die Aufsturz- und die Vulkanhypothese. Ohne hierzu im einzelnen Stellung zu nehmen, ist doch offenbar der Vulkanismus der integrierende Faktor bei der Gestaltung der Mondoberfläche gewesen, und die Frage nach der Natur der Oberflächengesteine ist aus dem bloßen visuellen Anblick am Fernrohr lediglich dahin zu beantworten, daß das Vorherrschen vulkanischer und eruptiver Produkte von merklich dunkler Farbe wahrscheinlich ist. Die Dichte des Mondes ist nur gleich 3,3 oder gleich 0,604 derjenigen der Erde, sodaß zu vermuten steht, daß auch seine durchschnittliche Zusammensetzung im ganzen von der der Erde etwas abweicht.

Zu etwas mehr spezifizierten Resultaten vermögen erst die photometrischen und polarimetrischen Messungen zu führen.

21. Ältere photometrische Beobachtungen. Die älteren photometrischen Messungen bis 1897 am Monde finden sich in G. Müllers großer Photometrie (38) zusammengestellt. Doch liefern die älteren und anfänglich sehr allgemein gehaltenen Beobachtungen von Relativhelligkeiten kein recht geeignetes Material.

22. Albedo. Die sog. Albedo des mittleren Vollmondes ist öfter bestimmt worden. Ein gewisses Charakteristikum für die Oberflächen-

beschaffenheit eines nicht selbstleuchtenden Himmelskörpers bietet nämlich die Bestimmung seiner Reflexionsfähigkeit, die zur Begriffsbildung der sog. Albedo geführt hat. Da wir meßtechnisch nur die in gewisser Richtung auf uns zu von dem betreffenden Himmelskörper reflektierte Strahlung bestimmen können, wird der Ausdruck für die Reflexionsfähigkeit oder die Albedo immer abhängig sein von dem von uns zugrunde gelegten Beleuchtungsgesetz. Die wesentlichsten Gesetze seien darum hier kurz skizziert. Es sei dq die Lichtmenge, welche ein unter dem Inzidenzwinkel i getroffenes Oberflächenelement ds unter dem Emanationswinkel ε wieder ausstrahlt, und schließlich α der Winkel zwischen dem einfallenden und reflektierten Strahl. Es gilt dann für die Wellenlänge λ:

$$(1) \qquad dq_1 = \Gamma_1 \, ds \cos i \cos \varepsilon$$

(Lamberts Gesetz)

$$(2) \qquad dq_2 = \Gamma_2 \, ds \, \frac{\cos i \cos \varepsilon}{\cos i + \lambda \cos \varepsilon}$$

(Lommel-Seeligers Gesetz)

$$(3) \qquad dq_3 = \Gamma_3 \, ds \, \frac{\cos i \cos \varepsilon}{\cos i + \lambda \cos \varepsilon} \, (1 + \cos^2 \alpha)$$

(Fessenkoffs Gesetz)

Nach Lamberts Definition ist unter der Albedo eines Körpers diejenige Zahl zu verstehen, welche das Verhältnis angibt von der nach allen Richtungen diffus reflektierten Strahlung zur auffallenden Lichtmenge. Nach dieser Definition ist das austretende Licht vom Inzidenzwinkel unabhängig, eine sicherlich nicht zutreffende Annahme. Die Abhängigkeit auch vom Inzidenzwinkel berücksichtigt Seeliger, der die Gleichung (2) benutzt, und seine Albedo A_2 ist der Mittelwert aller Albeden, die sich aus der Summation für sämtliche Inzidenzwinkel ergibt, hat also die Form:

$$A_2 = 2\pi C \int_0^{\frac{\pi}{2}} \operatorname{tg} i \, d i \int_0^{\frac{\pi}{2}} f(i, \varepsilon) \sin \varepsilon \, d \varepsilon$$

Diese Definition der Albedo ist die am meisten gebräuchliche. Fessenkoff berücksichtigt durch den Faktor $(1 + \cos^2 \alpha)$ noch die Rayleighsche Extinktion der Strahlung beim Eindringen in die Oberflächenelemente. Auf dem Monde entspricht Fessenkoffs Formel nach Barabascheffs (39) und Marcovs (40) Messungen am besten den

Beobachtungen. Die Arbeiten von Fessenkoff, Öpik und Schönberg sowie von Wilsing, Barabascheff und Markov (41) haben wohl mit Sicherheit gezeigt, daß die Mondoberfläche nach einem Gesetz diffuser Reflexion (rauher Oberfläche) reflektiert.

Zu einer noch etwas anderen, aber für die astronomische Praxis vorteilhafteren Definition der Albedo kommt Bond (42), der die Albedo definiert als das Verhältnis des gesamten reflektierten Lichtes zum gesamten auffallenden Lichte, das als parallel vorausgesetzt wird. Danach beträgt die Mondalbedo 0,07.

Aus Beobachtungen Bonds und Zöllners leitet Müller nach dem Lommel-Seeligerschen Gesetz die Albedo des mittleren Vollmondes ab mit

$$A_2 = 0.172$$

W. M. Pickering findet 1908

$$A_2 = 0.181$$

ebenfalls im Anschluß an die Sonne.

1915 veröffentlichte C. Wirtz (43) die sehr umfangreichen selenophotometrischen Beobachtungen von W. F. Wislicenus, der sowohl die Phasenhelligkeit der ganzen Scheibe als auch die Helligkeiten von 20 auserwählten Mondstellen durch die ganze Lunation verfolgt hatte. Alle Messungen wurden an den Polarstern angeschlossen.

Aus 55 über die ganze Mondscheibe ziemlich gleichmäßig verteilten Albedobestimmungen, wobei die Messungen im Umwege über den Polarstern an die Sonne angeschlossen wurden, fand Goetz (44) (1919) den Albedowert nach Lommel-Seeliger zu

$$A_2 = 0.171$$

Die Gesamtalbedo ist also außerordentlich niedrig und entspricht nach Zöllners Messungen etwa den Albedowerten für Quarz, Tonmergel oder Vesuvlava.

23. Relative Helligkeitsmessungen einzelner Mondstellen. Relative Helligkeitsmessungen einzelner Mondformationen in größerer Zahl teilt zuerst E. C. Pickering (45) mit. Aber der von ihm gefundene sehr große Unterschied zwischen den dunkelsten und hellsten Stellen der Mondoberfläche von 1 : 160 oder 1 : 170 ($5\frac{1}{2}$ Größenklassen) konnte von keinem anderen Beobachter bestätigt werden. Goetz findet das gleiche Verhältnis zu etwa 1 : 3, einen Wert, den auch visuelle Messungen von H. Rosenberg völlig bestätigten. Die hellste,

von Geotz gemessene Stelle auf der Mondscheibe, der Zentralberg des Aristarch, hat die Albedo $A_2 = 0.312$, die geringste Albedo mit $A_2 = 0.109$ wurde im Oceanus Procellarum gefunden. Der Skalenwert der photographischen Reihe von Goetz ist merklich geringer als der der visuellen Beobachtungen von Wislicenus, der etwa 1 : 8 ($2^m \cdot 3$) beträgt. Außer den Unterschieden der nach beiden Methoden erfaßten Spektralgegend mögen atmosphärische und instrumentelle Ursachen, besonders die persönlichen Auffassungsunterschiede des visuellen Beobachters, eine wesentliche Rolle spielen. Die optischen Albedowerte Rosenbergs entsprechen den photographischen sehr gut bis auf einige wohl reelle Abweichungen. Der Vergleich von optischen und photographischen Helligkeitsmessungen liefert quantitative Werte für die Farbtönung der Oberfläche und kann ebenfalls ein Kriterium für die Oberflächenbeschaffenheit des Mondes liefern. Eine stärkere Reflexionsfähigkeit der Mare ist in den Reihen deutlich zu bemerken. Aber eine brauchbare physikalische Deutung lassen die vorliegenden Beobachtungen noch nicht zu.

24. **Spektralphotometrische Messungen.** J. Wilsing und J. Scheiner (46) veröffentlichten 1909 vergleichende spektralphotometrische Beobachtungen am Monde und an irdischen Gesteinen mit Albedobestimmungen von letzteren. In einer zweiten, 1921 veröffentlichten Publikation (47) wurde diese Arbeit erweitert. Die Verfasser bestimmten Reflexionskoeffizienten an 5, später an 10 verschiedenen Stellen im Spektrum des Mondlichtes mit einem Crovaschen Spektralphotometer und geben diese gleichen Größen auch für eine große Reihe von Mineralien an. Die Messungen am Monde wurden am Potsdamer großen Refraktor angestellt und sind reduziert auf den leeren Raum.

	Albedo	λ (A. E.)				
		4480	4800	5130	5840	6380
Steinsalz	0,442	62	73	77	87	100
Traß	0,260	58	71	82	88	100
Vesuvasche mittl. Schicht	0,179	50	64	66	88	100
Flußsand	0,171	54	68	71	95	100
Lehm	—	55	71	84	98	100
Vesuvlava	0,050	65	71	83	94	100
Mond-Stelle a . .	—	64	66	65	88	100
Mond-Stelle b . .	—	57	59	62	86	100
Mond-Mittel . . .	0,172	61	63	64	87	100

Tabelle 14. Reflexionskoeffizienten einiger Mineralien und zweier Mondstellen.

Die vorstehende Tabelle 14 gibt für die untersuchten Spektralstellen die Werte der Reflexionskoeffizienten für zwei Punkte der Mondoberfläche und für irdische Gesteine von ähnlichem Färbungsgrad wie diese. A gibt die Albedo, für die für den Mond nach Lommel-Seeligers Gesetz der Wert 0.172 angenommen wurde.
Die Mondstelle a liegt zwischen den Kratern Carlini und Archimedes, b zwischen Macrobius und Proclus an einer besonders hellen Stelle. Die mittleren Fehler dieser Zahlen werden auf 6—8% geschätzt. Bei praktisch allen untersuchten Mineralien nimmt der Reflexionskoeffizient mit der Wellenlänge zu, wie dies Hagen und Rubens auch für Metalle nachgewiesen haben. Vesuvasche und Flußsand kommen im Albedo und mit ihren Reflexionskoeffizienten der Mondoberfläche am nächsten, und die Annahme, daß die tiefer liegenden Mare lavaähnlichen Charakter besitzen, die Abhänge aber etwa mit Asche bedeckt seien, würde dem photometrischen Befunde nicht widersprechen.

Die Mondalbedo nimmt ebenfalls mit der Wellenlänge zu. Dem entgegen stehen nur Resultate von Very (48), nach dessen Befunden das Verhältnis Mondlicht zu Sonnenlicht im Wellenlängengebiete von λ 4200 bis λ 5000 A. E. von 1.264 : 1 bis auf 1.056 : 1 stetig sinkt. Seine Resultate sind vielleicht durch die Asymmetrie der photographischen Phasenkurve des Mondes verursacht. Forsythe fand die Reflexionskoeffizienten für Rot etwa doppelt so groß wie für Blau, und auch Pettit (49) kommt zu einem mit Wilsings Messungen übereinstimmenden Resultat.

In ihren späteren Arbeiten teilen Wilsing und Scheiner Reflexionskoeffizienten und Albeden von 47 verschiedenen Mineralien mit, die z. T. an 10 Stellen des Spektrums zwischen λ 4510 und λ 6420 A. E. gemessen wurden. Man kann die Farbe eines Gesteines statt durch die Reihe der Reflexionskoeffizienten auch charakterisieren durch den von Wilsing bei seinen Untersuchungen der Sternfarben eingeführten Begriff der „effektiven Temperatur". Läßt sich nämlich die Energiekurve der auffallenden Strahlung durch die für sog. schwarze Strahler gültige Strahlungsgleichung nach Planck darstellen, und kann man im optischen Spektralgebiete die Reflexionskoeffizienten μ bei der Wellenlänge λ ausdrücken in der Form

$$\mu_\lambda = \alpha\, e^{-\frac{\gamma}{\lambda \log e}}$$

(worin α und γ Konstanten), so läßt sich die Energie der reflektierten Strahlung E (nach Wien) ausdrücken durch die Gleichung

$$E_\lambda = c\,\lambda^{-5}\, e^{-\frac{c_2}{\lambda T} - \frac{\gamma}{\lambda \log e}}$$

worin c_2 die Strahlungskonstante und T die absolute Temperatur der Lichtquelle bezeichnen. Es läßt sich also eine Temperaturgröße T im Sinne der Strahlungsgleichung bestimmen, eben die effektive Temperatur, wodurch die reflektierte Strahlung ebenso beschrieben werden kann, als ob sie praktisch von einem schwarzen Strahler der absoluten Temperatur T ausginge. Mit der wirklichen Temperatur hat diese Größe, ein bloßes Farbenäquivalent, natürlich nichts zu tun. Der mittlere Fehler in der Bestimmung einer effektiven Temperatur von 5000 Grad liegt bei etwa 160 Grad. Im Vergleich zur Sonne erscheinen sämtliche untersuchte Steine mit Ausnahme einiger merklich spiegelnder Obsidiane röter, d. h. ihre effektive Temperatur wird niedriger als die mit 5900 Grad angesetzte Temperatur der Sonne gefunden. Für 8 verschiedene Stellen der Mondoberfläche wurden die ähnlich gewonnenen effektiven Temperaturen für helle Stellen zu 4300 Grad, für dunkele zu 4700 Grad gefunden, d. h. die hellen Stellen sind rötlicher. Ein unmittelbarer Zusammenhang zwischen Farbtemperatur und Albedo besteht nicht. Von den untersuchten Gesteinen kommen die folgenden diesen Farbtemperaturen am nächsten, wobei die Albedo der Kreide gleich 1 gesetzt wurde:

Mineral	Farb-temperatur	Albedo
Quarzporphyr	4200	0,186
Vesuvasche (obere Schicht)	4200	0,179
Flußsand	4300	0,171
Traß	4500	0,260
Steinsalz	4600	0,442
Liparitpechstein	4600	0,178
Vesuvlava	4600	0,050
Glimmerschiefer	4800	0,232
Kalkstein	4800	0,119
Helle Mondstelle	4300	0,242
Dunkle Mondstelle . . .	4700	0,029

Tabelle 15. Farbtemperaturen einiger Mineralien und zweier Mondstellen

Eine eindeutige Materialbestimmung läßt sich nicht durchführen, solange derartige Beobachtungsreihen nicht über einen wesentlich weiteren Spektralbereich erstreckt werden. Charakteristische Absorptionsbänder im Ultraroten des von Mineralien reflektierten Lichtes,

wie sie Coblentz und Cl. Schäfer beobachteten, fehlen im visuellen Gebiet der untersuchten Substanzen. Ähnliche charakteristische Unterschiede im Gange der Reflexionskoeffizienten sind auch im Ultravioletten mancher Substanzen bekannt. Das Auffinden solcher charakteristischer Absorptionsbänder im Mondlicht wäre für die Identifizierung der Gesteine der Mondoberfläche von prinzipieller Bedeutung.

25. **Filteraufnahmen des Mondes.** Nächst diesen mehr direkten Messungen können offenbar auch Filteraufnahmen des Mondes und parallele Versuche an Mineralien Beiträge zur Bestimmung der Oberflächengesteine unseres Trabanten liefern. Denn durch derartige Filteraufnahmen lassen sich ebenfalls gewisse Gebiete des Spektrums nach Wunsch aussondern. Orientierende Versuche mit photographischen Aufnahmen mit Filtern vom tiefen Rot bis ins weite Ultraviolett an 3 Stellen im Spektrum machte 1912 R. W. Wood (50), und er vermutete danach in dem von ihm besonders studierten auffälligen Fleck um Aristarch das Vorhandensein von Schwefel. Ausführlichere Untersuchungen nach dieser Richtung veröffentlichten aber erst Miethe und Seegert (51) in ihren qualitativen Untersuchungen des vom Monde reflektierten Lichtes nach der Methode der Zweifilteraufnahmen. Die mit dem 12zölligen Reflektor der Sternwarte der Technischen Hochschule Berlin-Charlottenburg aufgenommenen Photographien des Vollmondes geben die Mondoberfläche einmal im Wellenlängengebiet von λ 3300 bis λ 3600 und einmal von λ 5900 bis λ 6300 A. E. wieder. Der aus den beiden Aufnahmen gewonnene und veröffentlichte photomechanische Zweifarblichtdruck in Orangerot und Grün läßt zahlreiche petrographische Einblicke gewinnen. Verhältnismäßig wenig Ultraviolett reflektieren manche der großen Mare, so Mare humorum und Mare imbrium, ein sehr merklicher Anstieg der Ultraviolettabsorption ist im Oceanus procellarum, im Mare tranquilitatis und besonders in einigen sich deutlich absondernden kleineren Gebieten an verschiedenen Stellen der Scheibe angedeutet. In den ausgesprochen gebirgigen Mondgegenden, wo starke petrographische Verschiedenheiten zu erwarten sind, zeigt sich keine merkliche Selektivität. Die deutlichen Grenzen zwischen Gebieten stärkeren Reflexionsunterschiedes folgen unzweideutig und ganz allgemein den im Fernrohr erkennbaren Formationsunterschieden. Auch einige von Tycho ausgehende Strahlen heben sich als mehr Ultraviolett reflektierend auf den Aufnahmen hervor.

Auch Warth (52) untersuchte mit drei verschiedenen Filtern die Umgebung von Clavius. Im Innern des Kraters hält er das Vorkommen von Basalt für möglich, ähnlich dem mit erstarrter Lava gefüllten Kratern auf Hawai.

Ebenfalls mit Filtern in den drei Spektralgebieten bei λ 4000, 5000 und 6200 A. E. arbeitete Barabascheff (53). Für 46 Punkte der Mondscheibe bestimmte er die relativen Helligkeiten in astronomischen Größenklassen und ihre Albeden für die drei Spektralgebiete, sowie, dem astronomischen Gebrauche folgend, die Farbenindizes dieser Stellen. Unter dem Farbenindex eines Punktes ist hier die Differenz der gemessenen astronomischen Größenklasse dieses Punktes für das Gebiet um λ 4000 und um λ 5000 A. E. herum zu verstehen. Zwei Größenklassen m_1 und m_2 sind aber mit den zugehörigen Helligkeiten J_1 und J_2 durch die konventionelle Definitionsgleichung verbunden

$$\log \frac{J_1}{J_2} = -0.4\,(m_2 - m_1)$$

Der Helligkeitsunterschied zweier Sterne oder Punkte in Größenklassen ausgedrückt ist also proportional dem Logarithmus ihres Intensitätsverhältnisses. Der Farbenindex stellt ein den Astronomen sehr geläufiges Farbenäquivalent dar. Zwischen der hellsten und der dunkelsten Stelle findet Barabascheff folgende Unterschiede:

λ 4000	$2^m \cdot 23$
5000	$2^m \cdot 54$
6200	$1^m \cdot 98$

Die größte Differenz liegt also im Grün, in Übereinstimmung mit Goetz und Rosenberg, nicht im Violett. Ein Teil der großen Mare hat einen großen positiven Farbenindex, ist also arm an violetter Reflexion, wie z. B. Stellen im Oceanus procellarum, Mare imbrium und andere, und besitzt auch eine kleinere Albedo. Ihre grünlichbraune Farbe ähnelt vulkanischen Felsen. Die von Barabascheff in Gruppen zusammengefaßten Mittelwerte der Mondalbeden verglichen mit denen von Wilsing an Gesteinen bestimmten Werten geben folgendes Bild:

	λ 4000	λ 5000	λ 6200
Mond-Gruppe 1a	0,044	0,110	0,080
Mond-Gruppe 1b	0,048	0,078	0,104
Mond-Gruppe 2	0,064	0,157	0,091
Mond-Gruppe 3	0,131	0,191	0,152
Mond-Gruppe 4a	0,169	0,260	0,231
Mond-Gruppe 4b	0,146	0,241	0,183
Mond-Gruppe 5	0,142	0,237	0,142
Aristarch und Tycho	0,248	0,456	0,390
Vesuvlava	0,040	0,051	0,061
Basalt	0,055	0,069	0,067
Obsidian	0,073	0,080	0,074
Heklalava	0,070	0,095	0,092
Basalt (Mandelstein)	0,131	0,156	0,184
Basalt (Dolerit)	0,167	0,179	0,202
Vesuvasche (oberste Schicht)	0,158	0,198	0,164
Ton	0,193	0,271	0,261
Le Grés	0,305	0,409	0,433

Tabelle 16. Mittelwerte von Albeden verschiedener Mondstellen und von Gesteinen

Die beste Übereinstimmung liefern ebenfalls die Basalte, Obsidiane, Laven und Vulkanasche.

26. Polarisation des Mondlichtes. Ein weiteres Kriterium zur Bestimmung der Oberflächenbeschaffenheit unseres Trabanten bietet schließlich die Bestimmung des Polarisationswinkels des Mondlichtes. Solche Messungen sind u. a. von Secchi, Landerer und N. Barabascheff und neuerdings von Lyot angestellt worden (54). Secchi fand, daß sich einzelne Punkte der Mondscheibe durch Polarisation bemerklich machten, andere nicht. Landerer bestimmte mit einem Cornuschen Polarimeter das Maximum der Polarisation des von den Mondmare reflektierten Lichtes und fand für den Winkel zwischen den einfallenden Strahlen und der Oberfläche hierfür den Betrag von $33^0\,17' \pm 7'$. Parallelversuche an irdischen Substanzen, allerdings unter anderen Verhältnissen, als sie wohl auf dem Monde vorliegen, ergaben für folgende Stoffe ähnliche Winkelbeträge:

Porphyr	$32^0\,52' \pm 5'$
Kersantit	$33^0\,6' \pm 4'$
Vitrophyr	$33^0\,18' \pm 2'$
Hyalomélan	$33^0\,39' \pm 2'$
Obsidian	$33^0\,46' \pm 2'$

Barabascheff maß bei gleichem Inzidenz- und Emanationswinkel Stellen der Mare und gewisse ausgesuchte helle Mondstellen. Das Polarisationsmaximum lag für die Mare zwischen $33^0\,57'$ und $37^0\,11'$, ist aber merklich verwaschen, wie es auch für rauhe Oberflächen zu erwarten ist und sicherlich nicht genauer als bis auf etwa 1^0 festzulegen. Von zahlreichen von Barabascheff gemessenen Gesteinen ergibt für die dunklen Mondmare die beste Übereinstimmung der Polarisationskurve poröse Mühlsteinlava. Für die hellen Stellen stimmen Albedo und Polarisationswinkel für Lehmsand am besten überein. Mond- und Steinsalzpolarisationskurve passen gar nicht zueinander, obwohl die Reflexionskoeffizienten der letzteren nach Scheiner und Wilsing sehr gute Übereinstimmung ergaben. Barabascheff stellt auf Grund seiner spektralphotometrischen und polarimetrischen Untersuchungen fest, daß die Mondoberfläche aus lavaartigen, porösen Stoffen besteht und die hellsten Stellen mit sand- oder lehmartiger Substanz bedeckt sein könnten. Die dunkelsten Stellen entsprächen dem Obsidian oder Pechstein. Einige seiner Messungen seien hier mitgeteilt; P ist der Polarisationswinkel; stets wurde ein möglichst großes Stück der Polarisationskurve bestimmt.

P	Helle Mondgegend	Mondmare	Lehmsand[1])	Mühlsteinlava[2])	Steinsalz matt
10^0			0,075	0,210	
15			0,156		
20			0,115	0,273	0,545
25		0,310	0,100	0,327	0,655
30	0,127	0,423	0,117	0,385	0,735
35	0,157	0,467	0,132	0,402	0,728
40	0,115	0,420	0,098	0,431	0,709
45	0,067	0,325	0,070	0,365	0,612
65	0,020	0,080	0,044	0,123	0,273

Tabelle 17. Polarisationswerte für zwei Mondgegenden und einige Mineralien

Neuere polarimetrische Untersuchungen stammen von F. E. Wright (54), der mit einem besonders konstruierten Polarimeter Polarisationskurven auf dem Monde und an verschiedenen terrestischen Substanzen bestimmte. Die bisher vorliegenden Ergebnisse erlauben u. a. die Annahme des Vorkommens von Porphyr, Trachyt,

[1]) Braungelber Lehmsand, 160 Kerne in 21,2 cmm.
[2]) Leucitbasalt.

Granit; unwahrscheinlich dagegen sind Basalte, Eisen (Meteoreisen), Eis und glasige Obsidiane.

Etwas abweichend findet Lyot (54), daß seine Polarisationsmessungen am Monde am besten durch irdische Vulkanasche dargestellt werden.

Um also zu irgendwelchen genaueren Aussagen über die Natur der Mineralien auf dem Monde zu gelangen, bedarf es noch sehr ausgedehnter Versuchsreihen, die vorläufig noch ausstehen. Außer den ziemlich allgemeinen Angaben über die Natur der Mondoberfläche, wie sie oben wiedergegeben wird, läßt sich im Augenblicke noch nichts Genaueres sagen.

Die Planeten

27. Beobachtungsmethoden. Auch hinsichtlich der Konstitution der Planeten steht uns nur ein ziemlich dürftiges Material zur Verfügung. Die unmittelbare visuelle Beobachtung gestattet uns, außer beim Mars und vielleicht beim Merkur, wohl ausschließlich nur einen Blick auf die sehr dichten Wolkenhüllen der Planeten zu werfen. Abgesehen von einigen von kosmogonischen und mechanischen Überlegungen ausgehenden Spekulationen über die interne Konstitution der Planeten unseres Sonnensystems, denen naturgemäß keine sehr große Sicherheit zukommt, erfassen die direkten astrophysikalischen Beobachtungsmethoden im wesentlichen also nur die obersten Atmosphärenhüllen. Außer den Helligkeits- und Albedobestimmungen gehören hierher Polarisationsmessungen, photographische Filteraufnahmen und besonders spektroskopische Untersuchungen des Planetenlichtes, denen wir uns zunächst zuwenden wollen, endlich auch bolometrische und spektralbolometrische Strahlungsmessungen. Zwar ist das uns von den Planeten zugesandte Licht, ähnlich wie beim Monde, praktisch lediglich reflektiertes Sonnenlicht, so daß von den spektroskopischen Methoden nicht allzuviel zu erwarten steht. Zur Entscheidung der Frage, ob das reflektierte Sonnenlicht beim Durchgang durch die Planetenatmosphäre und durch die Reflexion verändert sei, können spektroskopische Methoden jedoch sehr wohl herangezogen werden.

28. Ältere spektroskopische Untersuchungen der Planeten. Schon vor Einführung der photographischen Spektroskopie hat H. C. Vogel (55) die Spektren der Planeten und einiger Planetoiden zusammenfassend und im Rahmen visueller Beobachtungen erschöpfend spektroskopisch untersucht, nachdem einzelne Arbeiten hierzu schon vor ihm von

Huggins, Secchi und Rutherford bekannt waren. Vogel erhielt bereits das später durch die photographische Spektroskopie bestätigte Resultat, daß die Spektren der großen Planeten von Jupiter bis Neptun im langwelligen Gebiete zunehmende Abweichungen vom Sonnenspektrum zeigen, daß in den Spektren der anderen Planeten Abweichungen aber nicht mit Sicherheit zu konstatieren waren. Zuverlässigere quantitative Angaben gelang es naturgemäß erst mit Anwendung der photographischen Spektroskopie und neuerdings der mikrophotometrischen Untersuchung der Spektren zu gewinnen. Die ersten Ergebnisse photographischer Untersuchungen der Planetenspektren nach Aufnahmen in Potsdam, sowie nach solchen von Huggins, konnte ebenfalls C. H. Vogel (56) schon 1895 veröffentlichen. Im Merkurspektrum zwischen λ 4870 und λ 3800 A. E. konnten keine Abweichungen vom Sonnenspektrum entdeckt werden; doch sind Spektren dieses Planeten wegen seiner stets sehr ungünstigen Stellung nahe der Sonne für spektroskopische Untersuchungen äußerst schwierig und meistens in wenig guter Qualität zu erhalten. Ebenfalls keine Abweichung vom Sonnenspektrum wurde bemerkt im Venusspektrum zwischen λ 4600 und λ 4000 A. E., sowie auf einigen Spektrogrammen von Huggins von der Venus zwischen λ 4800 und λ 3200 A. E. Auch das Marsspektrum zwischen F (λ 4862) und G (λ 4308) wurde in Übereinstimmung mit dem Sonnenspektrum befunden, doch glaubten sowohl Maunder 1877 und Vogel als auch Herr und Frau Huggins gewisse terrestrische Wasserdampf-Absorptionslinien in der Nähe der D-Linie im Marsspektrum verstärkt erkannt zu haben, verglichen mit dem Mondspektrum unter gleichen Bedingungen. Campbell konnte dagegen 1894 auf dem Lick-Observatorium spektroskopisch keinerlei Spuren einer Atmosphäre des Mars entdecken. Vogel beschreibt auch das Jupiterspektrum mit besonderer Berücksichtigung der auf der Jupiterscheibe im Fernrohre so deutlich sichtbaren äquatorialen Wolkenstreifen und des von 1880 bis 1883 so sehr auffällig gewesenen sogenannten roten Fleckes. Im Spektrum der Äquatorialstreifen konnte keine andere Abweichung gefunden werden, als zunehmende Gesamtabsorption nach dem kurzwelligen Spektralbereiche zu. Im Spektrum des roten Fleckes konnte Vogel gegen die Spektren der Äquatorialstreifen keinerlei Abweichungen finden. Auch für das Saturnspektrum fand Vogel hinsichtlich der Absorptionslinien Übereinstimmung mit dem Sonnenspektrum, abgesehen von den schon visuell gesehenen breiten Absorptionen. Zwischen dem Ringspektrum und dem des Saturn war

ein Unterschied übereinstimmend mit Aufnahmen von Huggins, die weit ins Ultraviolett reichten, nicht zu erkennen. Keeler (57), der den Planeten auf dem Lick-Observatorium in Kalifornien sehr sorgfältig beobachtete, konnte ebenfalls nichts von hellen Linien entdecken, die Lockyer vermutet hatte, bestätigte aber Vogels früher geäußerte Vermutung, daß die starke Absorption der Planetenscheibe im Spektrum des Ringes nicht zu bemerken sei, wohl infolge der Abwesenheit einer Atmosphäre daselbst. Auch im Uranusspektrum waren vermutete Emissionen nach Aufnahmen in Potsdam und in London nicht zu entdecken. Eine ausführliche Beschreibung des visuellen Anblicks dieses Spektrums hatte 1889 J. E. Keeler (57) veröffentlicht, und er beschreibt in wesentlicher Übereinstimmung mit Vogel eine Reihe auftretender Absorptionsbanden, deren hauptsächlichste bei λ 6812, 5961, 5768, 5425 und 4850 A. E. liegen und offenbar der Uranusatmosphäre eigentümlich seien. Die stärkste Bande tritt bei λ 6182 auch schon im Spektrum von Jupiter und Saturn hervor.

29. Merkur. In der Folgezeit sind die photographischen Spektren der Planeten teilweise sehr gründlich untersucht worden. Außer durch Vogel und später durch Lowell ist nur dem Merkurspektrum fast gar keine Beobachtung zuteil geworden, wesentlich infolge der schon erwähnten ungünstigen Konstellationsbedingungen dieses Planeten. Der Durchmesser des Planeten beträgt nur etwa 4800 km, seine Dichte etwa 0.68 der Erddichte oder 3.8 des Wassers, seine Albedo nach Bonds Definition 0.07. Dieser sehr niedrige Betrag der Albedo und ebenso Polarisationsmessungen deuten auf eine dem Erdmonde ähnliche Oberfläche. Vermutlich besitzt Merkur eine aus festem, dunklem Gestein bestehende Oberfläche und eine höchstens sehr dünne Atmosphäre ohne nennenswerte Kondensationen. Radiomikrometrische Wärmemessungen führen auf die sehr hohen Oberflächentemperaturen von mehreren hundert Grad.

30. Venus. Slipher, der eine sorgfältige Aufnahmeserie des Venusspektrums bis λ 7600 A. E. auf dem Lowell-Observatorium herstellte, konnte weder in den drei atmosphärischen Sauerstoffbanden bei α, B und A noch in der Wasserdampfbande a nahe λ 7200 A. E. irgendeinen Einfluß der Venusatmosphäre entdecken. 1922 veröffentlichten St. John und B. Nicholson (58) eine gründliche Untersuchung des Venusspektrums mit den mächtigen Hilfsmitteln des Mt. Wilson-Observatoriums. Die Spektrogramme waren mit dem Snow-Teleskop und einem Gitterspektrographen bei einer Dispersion von 3 A. E. pro

Millimeter aufgenommen. Die sorgfältige Untersuchung der B-Gruppe des Sauerstoffs ließ wiederum keine Spur einer selektiven Absorption der Venusatmosphäre erkennen. Aus experimentellen Daten schätzen die Verfasser, daß eine solche zusätzliche Absorption sich hätte im Spektrum sicherlich bemerklich machen müssen, wenn die in der Venusatmosphäre durchlaufene Schichtdicke an Sauerstoff auch nur einem Meter unter normalem Drucke äquivalent gewesen wäre. Ebenso negativ verlief die Untersuchung einer Reihe von Wasserdampflinien. Der Wasserdampfgehalt des innerhalb des vom Sonnenlichte beim Hin- und Rückgang in der Venusatmosphäre zurückgelegten Weges wird daraus auf weniger als 1 mm Wasser geschätzt.

Der negative Ausfall der spektroskopischen Untersuchungen besagt natürlich noch nichts hinsichtlich des wirklichen Fehlens von Sauerstoff und Wasserdampf in der Venusatmosphäre. Im Gegenteil ist das Vorhandensein dieser Stoffe dort durchaus wahrscheinlich. Die Untersuchungen besagen nur, daß in jenen Schichten, die das zu uns gelangende reflektierte Sonnenlicht durchläuft, derartige Gase nur unterhalb der angegebenen begrenzten Menge anzutreffen sind.

Der teleskopische Anblick der Venus läßt eine wolkenbeladene Atmosphäre durchaus erwarten. Aus älteren Beobachtungen gibt G. Müller die Lambertsche Albedo der Venus mit 0.76, Russell in der Definition von Bond mit 0.59, aus nachgelassenen Beobachtungen von G. Müller findet R. Müller den Wert 0.57. Für eine wolkenbedeckte Erde errechneten Abbot und Fowler die entsprechende Größe zu 0.60, Aldrich unter etwas anderen Voraussetzungen zu etwa 0.75, also alles sehr ähnliche Größen.

Das merkliche Abweichen der beobachteten Phasenkurve (Helligkeiten für verschiedene Phasen) der Venus von der theoretischen und ihr gänzlich anderes Verhalten als beispielsweise beim Monde deutet ebenfalls auf eine gänzlich andersartige Oberflächenbeschaffenheit, wie sie etwa eine dichte Wolkenhülle darstellen könnte. Auf eine Atmosphäre deutet ebenfalls die beobachtete starke Refraktions- und Streuwirkung auf dem Planeten, die in der Verlängerung der Hörnerspitzen ihrer Phasengestalten, in der merklichen Dämmerungszone an der Sichelgrenze und in ähnlichen Erscheinungen ihren Ausdruck findet, die man bei Vorübergängen der Venus vor der Sonnenscheibe beobachtet hat. Immerhin schätzt Russell (59) aus theoretischen Überlegungen die Dichte der Atmosphäre der Venus entgegen früheren Annahmen auf nur etwa $^1/_3$ der Dichte der Erdatmosphäre. Die An-

nahme einer ungewöhnlich starken oder mit großer Refraktion behafteten Gashülle scheint jedenfalls zur Erklärung der beobachteten Erscheinungen nicht erforderlich.

Atmosphäre und Oberflächenbeschaffenheit eines Planeten werden sicherlich mehr oder weniger stark durch die Dauer seiner Rotation und die Achsenlage des Planeten bedingt sein. Es hat bisher weder durch teleskopische Beobachtungen noch durch die aussichtsreichere Methode der spektroskopischen Rotationsbestimmung nach dem Dopplerprinzip der Linienverschiebung entschieden werden können, in welcher Zeit die Venus um ihre Achse rotiert. Die Mehrzahl der fraglichen Zeiten gruppiert sich um die Werte von nahe einem irdischen Tage oder um 225 Tage, entsprechend der Dauer des Umlaufes der Venus um die Sonne. Alsdann würde der Planet dieser stets die gleiche Seite zukehren, wie dies der Mond der Erde gegenüber tut, was natürlich auf die Gestaltung seiner Atmosphäre und seiner Oberfläche von beträchtlichem Einfluß sein muß. Weder Belopolsky in Pulkowa noch Slipher auf dem Lowell-Observatorium konnten spektroskopisch die Rotationsdauer sicherstellen, ebensowenig wie J. Evershed (60) 1918.

Im violetten Teile seiner Venusspektren konnte Evershed auf seinen Gitteraufnahmen merkliche Schwächung des Venuslichtes bemerken, die auf atmosphärische Absorption auf dem Planeten deutet. Auch Filteraufnahmen lassen eine solche Zunahme der Absorption der kurzwelligen Strahlung erkennen (61).

Clayden (62) hat darauf hingewiesen, daß wahrscheinlich durch die größere Intensität der Sonnenbestrahlung mehr Ionen in der Venusatmosphäre anzutreffen seien als in der irdischen Lufthülle. Da die Ionen wesentlichen Anteil an der Zerstreuung der kurzwelligen Strahlen haben, wäre daher ein beträchtlicher Intensitätsverlust im violetten Spektrum zu erwarten.

Die ultrarote Wärmestrahlung der Venus scheint nach Messungen von Coblentz und Lampland beträchtlich zu sein und wesentlich selektiv im Wellenlängengebiete von 8 bis 12.5 μ zu liegen. Auch die Nachtseite des Planeten sendet merkliche Wärmestrahlen aus.

B. Lyot (54) (63) ist es gelungen, eine interessante Polarisationskurve für das Licht der Venus festzulegen. Vielleicht lassen sich daraus im Anschluß an Laboratoriumsexperimente neue Anschauungen ableiten.

F. E. Ross (64) veröffentlichte 1928 eine Reihe Filteraufnahmen des Planeten. Die im ultravioletten Lichte aufgenommenen Bilder

lassen eine ganze Reihe Einzelheiten erkennen, die als Wolkengebilde gedeutet werden.

Über die Konstitution des Planeten können wir zur Zeit nichts Näheres aussagen. Beobachtungsdaten sind nicht zu erlangen und allgemeinen spekulativen Überlegungen ist nur wenig Gewicht beizulegen. Die mittlere Dichte des Planeten beträgt 0.9 der Erddichte, kommt also derjenigen der Erde sehr nahe; seine Masse ist 0.83 der Erdmasse.

31. Mars. Bei dem großen Interesse, das der Planet Mars für sich beansprucht hat, nimmt es nicht Wunder, daß sehr ausgedehnte Beobachtungen über diesen Planeten zur Verfügung stehen. Trotzdem ist die Ausbeute an positiven Ergebnissen hinsichtlich der Konstitution der Planetenoberfläche und der den Planeten umgebenden Gashülle eine recht beschränkte.

Die direkte visuelle Beobachtung des Planeten am Fernrohr hat bereits die wohl feststehende Tatsache erkennen lassen, daß der Planet eine irgendwie geartete Atmosphäre von großer Durchsichtigkeit, aber auch mit gelegentlicher Dunst- oder Nebelbildung besitzt. Sehr zahlreiche Einzelheiten seiner Scheibe sind zweifellos festliegend und gehören der eigentlichen festen Oberfläche an. Die Umdrehungszeit des Planeten wurde zu $24^h\ 37^m\ 22^s \cdot 6$ gefunden, die mittlere Dichte zu 3.9 und seine Masse gleich 0.11 der Erdmasse. Die Albedo ist mit 0.15 nach Bonds Definition außerordentlich klein. Für die sehr deutlich rötliche Allgemeinfärbung des Planeten ist neben Streuung in der umgebenden Gashülle wohl wesentlich selektives Reflexionsvermögen seiner Oberfläche verantwortlich. Sehr auffällige Objekte sind die weißen Polkappen, die im Sommer der betreffenden Halbkugel einer Art Abschmelzungsprozeß von großer Geschwindigkeit zu unterliegen scheinen und darum mit den kompakten Eismassen unserer Erdpole nicht gut vergleichbar sind. Das berühmte Kanalsystem ist teilweise auch auf Photographien sichtbar, und ihm liegt sicherlich in der Hauptsache irgend etwas Reelles auf der Scheibe zugrunde. Viele dieser rätselhaften Gebilde und ihre raschen Veränderungen sind aber sicherlich optische Täuschungen (65). Größere Meeresbecken müßten sich durch Reflexion des Sonnenlichtes als sternähnliche Spiegelung bemerkbar machen; doch wurde bisher derartiges nicht sicher wahrgenommen. Auf die äußerst umfangreiche Literatur und die Hypothesen, die sich an den Anblick der Marsoberfläche knüpfen, gehen wir hier nicht näher ein, da ihnen im wesentlichen nur speku-

lativer Charakter zukommt, ohne daß sie irgendwie feststehende, positive Ergebnisse liefern können (66). Wir wenden uns vielmehr den unmittelbaren Beobachtungen und den allerdings recht spärlich daraus abzuleitenden Schlüssen zu.

Die Einstrahlung durch die Sonne beträgt nur etwa die Hälfte derjenigen unserer Erde, und sie verteilt sich wegen der starken Bahnexzentrizität und der Achsenneigung des Planeten noch sehr ungleichförmig auf die beiden Hemisphären. Die wirklichen klimatischen Verhältnisse lassen sich aber daraus noch nicht ableiten, da sie außer von der Eigenwärme sehr wesentlich von der Fähigkeit der Marsatmosphäre, Wärmestrahlen zurückzuhalten, durch ihre sog. Treibhauseigenschaft, bedingt ist. Lowell (67) fand so aus theoretischen Überlegungen eine mittlere Temperatur der Oberfläche zu etwa 8 Grad C, Poynting (68) von der Größenordnung von — 20 bis — 40 Grad C. Zu messen gelang die Wärme der Planetenoberfläche erstmalig W. W. Coblentz (69) bei der Opposition von 1924 mit seinem speziell hierfür konstruierten Vakuum-Thermoelement. Die Temperatur der dunkelsten Stelle der Scheibe bei voller Sonnenbeleuchtung wurde zu 10 bis 20 Grad C gefunden, die der helleren zu — 10 bis 5 Grad C und die durchschnittliche Temperatur der ganzen Scheibe zu etwa 14 Grad. An den Polen wurden bis zu — 70 Grad C beobachtet, jedoch brachte zunehmende Sonneneinstrahlung eine solche Temperaturerhöhung, daß Schmelzvorgänge von Eis und Schnee nicht ausgeschlossen erscheinen. Es gelang später auch, den täglichen Gang der Temperatur auf dem Planeten mit ähnlichen Ergebnissen zu messen (70). Die täglichen Schwankungen sind außerordentlich groß, die Morgentemperaturen liegen weit unter dem Gefrierpunkt.

Diese Messungen beruhen im wesentlichen auf der Bestimmung der sogenannten Planetenstrahlung (planetary radiation), das heißt der ultraroten Wärmestrahlung des Planeten, soweit diese von unserer eigenen Atmosphäre hindurchgelassen wird. Eine merkliche Einstrahlung, ähnlich wie beim Merkur und beim Monde, wird beim Mars im Wellenlängengebiet von 8—14 μ beobachtet, für das unsere Lufthülle durchlässig ist. Die Reduktion der Beobachtungen schließt an das Gesetz der schwarzen Strahlung an und gibt somit untere Werte für die Temperaturen (71).

32. Spektroskopische Untersuchungen des Mars. Während im Marsspektrum Vogel (56) gewisse tellurische Linien verstärkt zu sehen

glaubte, ähnlich wie Huggins 1894 und Millochau (74), der die atmosphärischen Linien am Rande der Spektren, also am Rande der Planetenscheibe, verstärkt sah, konnte weder Campbell (72) 1894 noch Keeler (73) 1896 in Allegheny eine solche Verstärkung bemerken. 1905 teilten P. Lowell (75) und V. M. Slipher Versuche mit, durch Anwendung des Dopplerprinzips die terrestrischen Absorptionslinien von denen der Marsatmosphäre zu trennen. Die Untersuchung bezog sich auf die Wasserdampflinien bei der D-Gruppe und die α-Gruppe der roten Sauerstoffbanden. Die zu erwartenden Verschiebungen der Linien im Marsspektrum auf der Platte waren entsprechend der relativen Geschwindigkeit der beiden Weltkörper Erde und Mars nur zu etwa 0,0075 mm zu erwarten. Es war aber nicht möglich, aus den erhaltenen Aufnahmen zu einem sicheren Schluß zu gelangen.

Nachdem es gelungen war, photographische Platten für das rote Spektralbereich bis etwa λ 7000 A. E. hinreichend empfindlich zu machen, wiederholte Slipher (76) auf dem Lowell-Observatorium 1908 aufs neue eine Reihe spektroskopischer Aufnahmen des Mars. Die vom Wasserdampf herrührenden Absorptionen der a-Bande schienen auf mehreren Platten deutlich verstärkt im Marsspektrum gegenüber den bei gleicher Mondhöhe aufgenommenen Vergleichsspektren vom Monde. Die Sauerstoffbande waren auf diesen Platten zu einer Untersuchung nicht hinreichend geeignet. Die Platten wurden von Very (77) mit einem von ihm konstruierten Apparat sorgfältig untersucht. Very fand auf allen 5 untersuchten Platten bei guter Übereinstimmung eine merkliche Verstärkung der a-Gruppe im Marsspektrum. Er maß die Intensitäten der im Sonnenspektrum vorkommenden C′-Linie (λ 6563) im Mars- sowie im Mondspektrum und außerdem diejenige der a-Gruppe.

Das Intensitätsverhältnis Mars/Mond wurde im Mittel für C′ gleich 0,955, für a gleich 4,47. Da das Sonnenlicht die Marsatmosphäre zweimal durchläuft, bis es zu uns gelangt, wie wir sicher daraus schließen müssen, daß wir direkt auf die Planetenoberfläche blicken, schätzt Very den Betrag an Wasserdampf in der Marsatmosphäre auf 1,75 mal soviel als über dem Beobachter in Arizona zur Zeit der Beobachtung gewesen ist. 1909 beobachtete dann eine speziell für die Untersuchung des Marsspektrums ausgesandte Expedition (78) des Lick-Observatoriums unter besonders ausgesucht günstigen atmosphärischen Bedingungen auf dem Mt. Whitney in 4400 m Höhe in der Sierra Nevada und konnte wiederum keine Spur einer Atmosphäre des Planeten nach-

weisen. Auch nach dem Prinzip der Dopplerverschiebung gelang es W. W. Campbell (79), der ein Jahr später mit einem Gitterspektrographen und der sehr großen Dispersion von im Mittel 11,5 A. E. pro Millimeter arbeitete, nicht, bei den Wasserdampfabsorptionen in der Spektralgegend bei D oder bei der Sauerstoffgruppe α Absorptionen der Gashülle des Planeten zu entdecken, obwohl die terrestrischen und die planetarischen Linien hätten fast vollständig getrennt erscheinen müssen. Very (80) untersuchte nochmals mit großer Sorgfalt und unter besonderer Berücksichtigung aller meßtechnischer Vorsicht Spektrogramme, die Slipher 1914 mit dem 24zölligen Refraktor des Lowell-Observatoriums aufgenommen hatte. Die Höhe des Planeten über dem Erdhorizont war größer als bei den früheren Aufnahmen von 1908, aber die Gesamtfeuchtigkeit der Luft war nach Ausweis der mit dem Monde hergestellten Vergleichsaufnahmen ebenfalls größer. Während die zum Vergleich und zur Kontrolle herangezogene C′-Linie im Mars- und Mondspektrum nur etwa um 1% an Intensität schwankte, erschien die Sauerstoffgruppe β im Marsspektrum im Mittel um 24% verstärkt, während die Wasserdampflinie a auf den verschiedenen Teilen der Planetenscheibe zwischen 88% und 13% verstärkt war. Der Sauerstoffgehalt der Marsatmosphäre würde sich somit auf etwa die Hälfte derjenigen der Erdatmosphäre berechnen. Der Wasserdampfgehalt auf dem Mars war danach ebenfalls geringer als auf der Erde, und zwar merklich größer an den Polen des Planeten als an seinem Äquator. Dies würde mit der Deutung visueller Beobachtungen übereinstimmen, die in den Marspolen die eigentlichen großen, wasserreichen Gegenden des Planeten erblicken.

Nochmals und mit der noch größeren Dispersion von 7,3 A. E. pro Millimeter bei D untersuchten neuerdings Adams und St. John (81) die Dopplerverschiebung zwischen Mars- und Sonnenspektrum für die Wasserdampflinien bei D und die Sauerstofflinien in der Umgebung von 6300 A. E. (α). Die Aufnahmen wurden mit dem 6-Prismen-Spektrographen im temperaturkonstanten Raume im Coudé-Fokus des 60zölligen Reflektors von Mt. Wilson ausgeführt und die Aufnahmen mit einem registrierenden Mikrophotometer bei 60fachem Vergrößerungsverhältnis ausgewertet. Für die Wasserdampflinien ergab sich eine Verschiebung von 0,03 (= 0,01 A. E.), für die Sauerstofflinien von 0,09 (= 0,03 A. E.). Als Dopplereffekt gedeutet ergibt sich daraus unter Berücksichtigung der relativen Intensitäten und der Beobachtungsdaten die Luftfeuchtigkeit auf dem Mars zu 6% derjenigen über dem etwa 2000 m hohen Mt. Wilson. Dies entspricht extrem trockenen

Bedingungen auf den integrierenden Teilen der Marsoberfläche. Die Beobachtungszeit fiel mit dem Beginn des Frühlings auf dem Mars zusammen. Der Sauerstoffgehalt der Marsatmosphäre ergibt sich auf dem gleichen Wege zu rund 16% desjenigen über dem Mt. Wilson. Diese bisher neuesten Untersuchungen stehen also in Übereinstimmung mit den Befunden von Campbell und Adams und zeigen, daß wir auf dem Mars mit einer jedenfalls sehr dünnen bzw. sauerstoffarmen und äußerst trockenen Luft zu rechnen haben.

33. **Filteraufnahmen des Mars.** Filteraufnahmen vom Mars sind wiederholt gemacht worden, so 1909 von N. Kalitin (82) und G. Tikhow (83) am 30zölligen Reflektor in Pulkowa, der danach zweifarbige Reproduktionen herstellte und der auf Grund dieser Aufnahmen schließen zu dürfen meinte, die weißen Polflecke auf dem Mars Eis zuschreiben zu können. Eine irgendwie beweisende Kraft kann dem alleine freilich nicht zukommen.

Tikhow teilt in einer weiteren Veröffentlichung (84) Einzelheiten seiner Filterversuche mit und veröffentlicht daselbst auch zweifarbige Reproduktionen des Planeten. Vergleichsaufnahmen an irdischem Eis, Schnee und Sand zeigen die beste Übereinstimmung der Polkalotte des Mars mit irdischem Eis. Rotfilter vermehren den Kontrast der sog. Mare zu den Kontinenten beträchtlich, welch letztere merklich heller bleiben. Ähnlich verhalten sich mehrere, auf den Photographien erkennbare Kanäle, die deutlich nur mit Rotfilter herauskommen. Die zunehmende Streuung des Lichtes mit abnehmender Wellenlänge (Rayleighsche Streuung), wie sie aus den Aufnahmen hervorgeht, deutet ebenfalls auf eine der irdischen ähnliche Gashülle um den Planeten.

im violetten Licht im gelben Licht im ultraroten Licht

Abb. 5. Filteraufnahmen des Planeten Mars (nach Wright).

Von Wood, der seine schon für Mondaufnahmen angewandte Filtermethode für Aufgaben der Planetenphotographie noch weiter

ausgebaut hatte und damit sehr schöne Aufnahmen von Jupiter und Saturn erhielt, sind Marsaufnahmen leider nicht bekannt geworden. Sehr schöne Filteraufnahmen erhielt dagegen Wright (85) während der Marsopposition von 1924. Er benutzte den Crosly-Reflektor des Lick-Observatoriums mit zwischengeschalteter Vergrößerungslinse, und die verschiedenen ausgesonderten Wellenlängengebiete lagen zwischen λ 3600 (ohne vergrößernde Linse) und λ 7600 A. E., für welch letzteres Gebiet speziell von der Eastman Comp. mit Kryptocyanin sensibilisierte Platten mit großem Erfolge verwandt wurden. Während die Ultra-Rotaufnahmen im wesentlichen die Planetenoberfläche selber darstellen, verdanken die mit violettem Lichte aufgenommenen Bilder ihr Entstehen offenbar hauptsächlich dem wegen seiner kürzeren Wellenlänge in der Marsatmosphäre stärker gestreuten blauen Lichte. Das Vorhandensein einer solchen Gashülle ist sehr deutlich zu erkennen. Aus ihrer auf der Platte bemerkbaren optischen Wirksamkeit wird ihre Höhe ganz roh auf etwa 100 km geschätzt. Die Durchsichtigkeit der Planetenatmosphäre für rotes Licht und ihre Streuung im Blau ist zum Teil wohl die Ursache der roten Farbe des Planeten. Die damals den Beobachtungen zugängliche weiße Südpolkappe hielt Wright für ein noch über dieser eigentlichen Gashülle schwebendes Phänomen, obwohl ihr auf der Planetenoberfläche selber noch ein ähnliches Gebilde zu entsprechen scheint. Gewisse weiße Gebiete auf den Violett-Ultraviolett-Aufnahmen könnten vielleicht als feine Dunstwolken gedeutet werden. Menzel hält ihre Zugehörigkeit zur Atmosphäre nur für eine scheinbare, vorgetäuscht durch die Differenz der visuellen und photographischen Albeden. Ebenfalls während der Opposition 1924 gewann Slipher Spektrogramme vom Mars, die sich bis ins weite Ultrarot bis über 8500 A. E. erstreckten, also in das für Planetenspektren besonders interessante Gebiet möglicher atmosphärischer Absorptionen. Die mit einem Gemisch von Pinaverdol, Piacyanol, Dicyanin A und Kryptocyanin sensibilisierten Seed-Platten ergaben praktisch gleiche Empfindlichkeit von λ 4860 A. E. (F) bis λ 8200 A. E., und gestatteten bei wachsender Belichtungszeit Aufnahmen bis über λ 8500 A. E. Verglichen mit dem Mondspektrum ist das Marsspektrum von λ 5200 A. E. gegen Rot hin merklich intensiver, wie das ja unmittelbar in der roten Farbe des Planeten zum Ausdruck kommt. Die Polkappe ist reicher an violettem Lichte, die sog. Landschaft Hellas wiederum erscheint ausgesprochen rot. Die größeren dunklen Gebilde, die sog. Seen, sind an roten Strahlen ärmer als an blauen und grünen. In Verbindung mit exakter photometrischer Aus-

wertung und im Vergleich mit irdischen Landschaften müßten sich aus solchen Beobachtungen manche Schlüsse auf die Oberflächenbeschaffenheit ziehen lassen.

Die dunkleren Teile der Marsoberfläche sind häufig als grüne Vegetationsflächen gedeutet worden. An Hand des spektral zerlegten Lichtes wäre es von großem Interesse, Beiträge zu dieser Frage zu bringen. Offenbar müssen wir im wesentlichen das Reflexionsspektrum des Chlorophylls wahrnehmen, das das vegetative Grün verursacht, also ein weniger markantes Spektrum, als das wohlbekannte Absorptionsspektrum dieses Stoffes. Chlorophyllreflexion ist bemerkenswert durch starke Reflexion im tiefen Rot und eine wenig starke im Blau. Es ist aber noch nicht gelungen, etwa an Hand der Spektren der dunklen Marsteile Chlorophyllreflexion wahrscheinlich zu machen, und es bedarf dazu auch noch ausgedehnter Studien an irdischer Vegetation.

Menzel (86) hat 1925 aus den bekannten Daten der visuellen und photographischen Albeden den maximalen Betrag einer Marsatmosphäre abzuschätzen versucht. Er findet einen Betrag für eine über der Einheit der Oberfläche liegende Luftmasse von nicht mehr als $^1/_5$ der über der Erde ruhenden Luft. Der entsprechende Quecksilberdruck bei der geringen Schwere auf dem Mars beträgt 5 cm. Die Ergebnisse der Filterphotographien lassen sich durch diese geringe Gashülle nicht erklären, scheinen vielmehr durch charakteristische Eigenschaften der Marsatmosphäre verursacht zu sein.

Während der Marsopposition 1926 gelang es Ross (87), wiederum eine größere Reihe Marsaufnahmen in 5 verschiedenen Spektralgebieten zu machen. Er beobachtete am 60 zölligen Mt.-Wilson-Reflektor mit der ungewöhnlich großen Äquivalentbrennweite von rund 100 Metern. Seine Aufnahmen bestätigen im wesentlichen Wrights Beobachtungen. Auch seine Bilder zeigen deutlich die schon von Wright bemerkten, als Wolken angesprochenen Gebilde. Sie sind im violetten Lichte deutlich sichtbar, werden aber in den optisch langwelligeren Gebieten zunehmend undeutlich. Ihr Verhalten ist also anders, als man es unmittelbar im Analogieschluß aus dem Verhalten irdischer Wolken vermuten sollte, die am deutlichsten bekanntlich durch Rotfilter hervortreten. Gewisse Annahmen aber über das Reflexionsvermögen des Planetenbodens und der Wolken vermögen diese Unstimmigkeiten zu heben. Ebenfalls fand auch Ross die im violetten Lichte aufgenommenen Marsbilder um etwa 6% (Wright um 3%) größer als die mit Rotfilter hergestellten, eine Erscheinung, die sich auch trotz sorgfältiger Berücksichtigung von photographischen und

optischen Einflüssen nicht erklären läßt. Ob der Effekt lediglich der Wirkung der Marsatmosphäre zuzuschreiben ist, bedarf noch weiterer Untersuchungen.

Weitere Ergebnisse werden wir erst von zukünftigen Marsoppositionen erwarten dürfen, während derer umfangreiche und speziell angelegte Beobachtungsreihen durchgeführt werden müßten.

Auch beim Mars ist es Lyot (54) geglückt, charakteristische Polarisationskurven zu beobachten, die in Beziehung zu Vorgängen in seiner Atmosphäre stehen.

34. Planetoide. Der zwischen Mars- und Jupiterbahn liegende Ring der kleinen Planeten (Planetoide) umfaßt über tausend heute bekannte Einzelindividuen, deren Gesamtmasse aber wohl beträchtlich kleiner ist als diejenige der Erde. Astrophysikalischen Untersuchungen sind diese sehr lichtschwachen Gebilde im allgemeinen schwer zugänglich. Eine Anzahl zeigt kurzperiodische Helligkeitsschwankungen, die eine unregelmäßige Gestalt dieser Körperchen vermuten lassen. Ein Beweis für die immer noch plausible Annahme, daß sie die Trümmer eines ehemaligen einheitlichen Weltkörpers sind, hat sich bisher nicht erbringen lassen.

Bobrovnikoff (88) ist es neuerdings gelungen, die Spektren von 12 der kleinen Planeten zu photographieren und die Aufnahmen auch photometrisch auszuwerten. Die natürlich sehr sonnenähnlichen Spektren zeigen untereinander gewisse Unterschiede; bei den meisten wird der kurzwellige Teil des Spektrums deutlich geschwächt, wie man das auch bei Reflexion des Sonnenlichtes an Eisen und Schwefel beobachten kann. Im allgemeinen ähneln die Spektren auffällig den später zu besprechenden Spektren der Kometenkerne.

35. Jupiter. Der Anblick des Planeten Jupiter im Fernrohr läßt keine andere Deutung zu, als daß wir auf eine sehr mächtige, unruhige Atmosphäre voll undurchsichtiger, gewaltiger Wolkenbildung blicken, die in ihren Hauptzügen dem Äquator parallel angeordnet ist und dauernder Passatströmung unterliegt. Die eigentliche Oberfläche des Planeten bekommen wir offenbar niemals zu Gesicht. Die Rotationsbeobachtungen haben ergeben, daß hier, wie bei der Sonne, die Winkelgeschwindigkeit der Rotation vom Äquator nach den Polen hin abnimmt. Die Rotationsdauer am Äquator beträgt noch nicht 10 Stunden. Die verschiedenen wolkenartigen Fleckentypen der Scheibe geben allerdings teilweise verschiedene Rotationszeiten. Die Masse des Planeten ist mit 318,4 Erdmassen nächst der Sonne die überwiegend größte Masse

unseres Planetensystems. Einschließlich der Wolkenhülle unbekannter Dicke beträgt seine Dichte nur 1,3 derjenigen des Wassers. Die wahre Dichte des eigentlichen Planetenkörpers dürfte aber vielleicht nicht unbeträchtlich größer sein. Die Bondsche Albedo des Jupiters mit 0,56 ist sehr hoch und entspricht der einer wolkenbeladenen Atmosphäre sehr gut. Ein großes, rötlichbraunes Gebilde von elliptischer Form trat im Jahre 1878 plötzlich auf, das als eine jetzt meist wenig auffällige Störung im Wolkenzuge der Scheibe noch heute zu sehen ist. Offenbar liegt hier ein dauernder Störungsherd vor, dessen Deutung noch nicht recht klar ist. Er scheint tieferen Schichten der Wolkenhülle anzugehören und zeigt teilweise schwankende Rotationszeiten.

Unter diesen Umständen lassen sich Beobachtungsergebnisse über die Konstitution der Planetenoberfläche nicht gewinnen. Die Annahme einer heißen oder doch noch nicht völlig erkalteten Oberfläche liegt nahe. Eigenlicht sendet der Planet keines mehr aus. Die radiomikrometrischen Messungen haben sehr tiefe Temperaturen von etwa — 60 bis — 80 Grad C für den Planeten ergeben (89), was aber wohl darin seine Erklärung findet, daß die sehr dichte Wolkenhülle eine starke Wärmeschutzwirkung nach dem Weltenraum hin ausübt. Ähnlich wie bei der Venus scheint die Ultrarotstrahlung des Planeten ziemlich selektiv und wesentlich im Spektralgebiete von 8 bis 12,5 μ enthalten zu sein.

36. Spektroskopische Untersuchungen des Jupiter. Während im Spektrum der inneren Planeten Merkur und Venus Unterschiede gegen das Sonnenspektrum gar nicht oder nur mit größter Mühe wahrscheinlich gemacht werden konnten, zeigen die Spektren der äußeren Planeten, von Jupiter beginnend, zunehmende Spuren ihrer Atmosphären. Zu den ersten Aufnahmen des Jupiterspektrums gehören hauptsächlich die Photogramme von P. Lowell, Slipher und Millochau (90). Letzterer bestätigte photographisch am großen Meudonrefraktor auf panchromatischen Lumièreplatten die zum Teil schon aus visuellen Beobachtungen her oder an den anderen Planeten beobachteten, der Jupiteratmosphäre eigentümlichen Absorptionsbanden bei λ 5150, 5780, 6000, 6070 und 6180 A. E. Außerdem erschienen die terrestrischen Wasserdampflinien und die Bande bei α (λ 6276 A. E.) stark verbreitert. Der damals für die Beobachtungen allein günstig stehende Äquatorialstreifen zeigte sämtliche Absorptionsbanden nochmals merklich verstärkt. Eine ausführliche photographische Studie

des Jupiterspektrums aus dem Jahre 1905 verdanken wir Slipher (91), dessen Aufnahmen sich besonders mit dem gelben und roten Teile des Spektrums bis λ 6670 A. E. beschäftigten. Jenseits nach Violett von der Fraunhoferschen Linie E (λ 5270 A. E.) weicht das Planetenspektrum von dem Vergleichsspektrum des Mondes nicht merklich ab. Von einer doppelten gelben Bande bei λ 5420 A. E. ist die eine offenbar der Jupiteratmosphäre eigentümlich. Die Bande bei λ 5770 A. E. scheint im Planetenspektrum etwas verstärkt zu sein, wogegen die Bande bei λ 6190 A. E. ein sehr ausgesprochenes Charakteristikum des Jupiterspektrums ist. Eine weitere Bande bei λ 6475 A. E. steht ihr an Intensität nur um weniges nach. Die Linie λ 6022 A. E. des Sonnenspektrums ist beim Jupiter vielleicht etwas verstärkt, die α-Gruppe dagegen konnte nicht als verstärkt beobachtet werden, im Gegensatz zu Millochau, ebenso wurden dessen Banden bei λ 6070 und λ 5150 A. E. nicht bemerkt. Ob die Wasserdampfbande im Jupiterspektrum überhaupt verstärkt waren, konnte nicht sicher entschieden werden. Intensitätsschätzungen im Spektrum sind aus mannigfaltigen photographischen und beobachtungstechnischen Gründen stets sehr mit Vorsicht aufzunehmen, wenn die Aufnahmen nicht von vornherein dafür besonders angelegt und ganz besonders sorgsam ausgewertet werden. Die meisten Unstimmigkeiten der Beobachter in detaillierten Schätzungen in Spektren gehen wohl auf derartige photographische Ursachen zurück und sind bei der Schwierigkeit dieser Materie nicht überraschend.

Weitere ins Rote bis λ 7300 A. E. ausgedehnte Beobachtungen, von denen Lowell kurz referierend 1908 berichtet, schienen sehr deutlich eine Verstärkung der Wasserdampfbande im Spektrum des Jupiter anzudeuten.

Eine ausführliche und bis zu einem gewissen Grade abschließende Bearbeitung des Jupiterspektrums ebenso wie der Spektren der anderen großen Planeten hat dann ebenfalls Slipher (92) 1909 veröffentlicht. Im Ultraroten, das nun bis λ 7600 A. E. erforscht ist, fallen besonders die Banden bei λ 7190, 7260 und ganz am Ende des Spektrums wohl noch bei λ 7600 A. E. auf. Das detaillierte Studium dieser offenbar noch irgendwie zusammengesetzten Banden ist durch die Anwesenheit starker terrestrischer Absorptionen im Sonnenspektrum außerordentlich erschwert und wird bis zu einem gewissen Grade dadurch geradezu unmöglich gemacht. Aus solchen Gründen hält es Slipher auch nicht für sicher erwiesen, daß die Wasserdampfbande merklich verstärkt erscheint. Jedenfalls scheint sich im Spektrum höchstens ein Wasser-

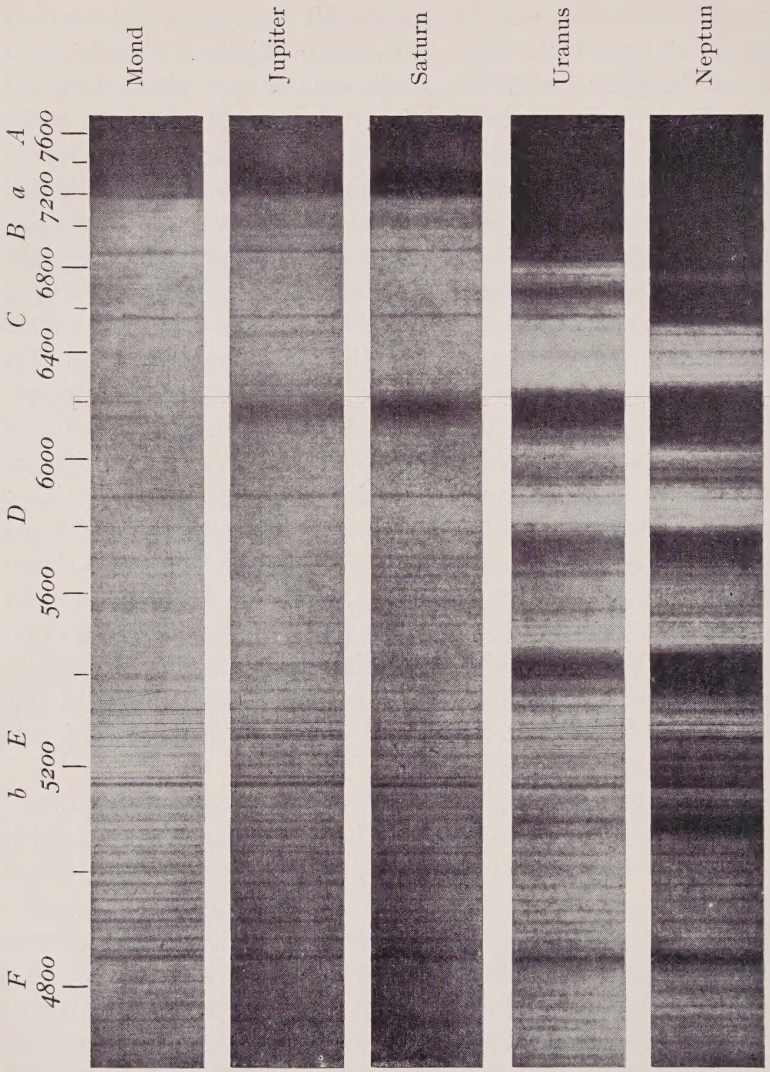


Abb. 6. Spektren der großen Planeten (nach Slipher).

dampfgehalt zu verraten, der vergleichbar ist mit dem unserer irdischen Atmosphäre. Die Regenbande bei D konnte auch Becker (93) auf seinen Aufnahmen in Glasgow 1917 im Jupiterspektrum in keiner Weise verstärkt erblicken. Die Bande bei λ 6190 A. E. ist nicht identisch mit einer ähnlichen im Spektrum gewisser roter Sterne, wie manchmal vermutet wurde.

Slipher (92) stellt abschließend folgende, dem Jupiterspektrum eigentümliche Banden zusammen, deren Ursprung bisher nicht sicher gedeutet werden konnte:

λ 5430 A. E.	ziemlich schwach
5770	nur auf manchen Aufnahmen sichtbar
6190	die bekannte, auffällig starke Bande
6460	starke Bande
6474	starke Linie
6700	breite, schwache Bande
6830	bei Jupiter unsicher
7020	ziemlich deutlich
7190	sehr starke Bande
7260	starke Bande

Tabelle 18. Dem Jupiterspektrum eigentümliche Absorptionsbanden

Die Banden λ 7190 und λ 7260 A. E. fallen bei geringer Vergrößerung zusammen und sind alsdann noch auffälliger als die Bande bei λ 6190 A. E.

37. **Filteraufnahmen des Jupiter.** Sehr schöne Filteraufnahmen des Planeten wurden von Wood und später in Flagstaff (94) erhalten mit gewissen Gelbfiltern nach einem Vorschlage von Lampland, die eine Fülle von feinen Einzelheiten der Wolkenhülle zeigen, ohne aber über deren Beschaffenheit mehr aussagen zu können, als sorgfältige vfsuelle Beobachtung vermöchte. Die Details der Scheibe lassen sich mit violettem Licht besser herausbringen als mit rotem Licht, also gerade anders als beim Mars, was unmittelbar ein Ausdruck ist für die ja gänzlich andere, selektive Reflexionsfähigkeit der wolkenbeladenen Atmosphäre des Jupiter. Neuerdings sind auch am 60zölligen Reflektor des Harvard-College Filteraufnahmen des Planeten erhalten worden.

38. **Jupitertrabanten.** Die vier hellsten Jupitertrabanten, die von der Größenordnung unseres Erdmondes sind, wurden spektroskopisch ebenfalls von Slipher (91) untersucht im Gebiete von λ 4600 bis λ 6000 und teilweise bis λ 6500 A. E. Obwohl die Spektren schwer erkennbare Einzelheiten wohl nicht mehr mit Sicherheit erkennen lassen, scheinen sie doch vollkommen dem Sonnenspektrum zu ähneln. Auch die für die großen Planeten so eigentümliche starke Absorptionsbande bei λ 6190 A. E. konnte Slipher, der darauf besonders achtete, nicht bemerken. Spuren einer Atmosphäre auf diesen Satelliten sind im Spektrum also nicht angedeutet. Die Dichten der Trabanten liegen zwischen 0,4 und

0,2 der Erddichte, ihre Albeden sind aber gänzlich verschieden. Trabant I und II haben eine Albedo von 0,69 und 0,76, III hat 0,45 und IV gar nur 0,16. Nur der letzte ist also hinsichtlich seiner Albedo dem Erdmonde oder dem Merkur ähnlich. Zur Erklärung für die enorm hohe Reflexionsfähigkeit der Trabanten I und II müßte man die Annahme einer völlig mit Wolken beladenen Atmosphäre auch bei diesen relativ kleinen Weltkörpern heranziehen oder gar teilweise Spiegelung. Ausführliche photometrische Daten über die vier hellsten Jupitersatelliten besitzen wir von Guthnick (95). Sämtliche Trabanten sind im geringen Grade veränderlich, aber ihre Lichtkurve unterliegt auch ihrerseits fortwährend Veränderungen. Die Albedo ist um so kleiner, je geringer die Dichte der Trabanten gefunden wird. Ähnlich wie im Sonnensystem, sind die äußeren Glieder die am wenigsten dichten. Die Trabanten I und II haben vielleicht keine sehr hohe, aber dichte und starke Atmosphäre, wie das Jeffreys sehr wohl für möglich hält. Jedenfalls müssen die Oberflächenbeschaffenheiten bzw. die Gashüllen dieser Trabanten gegeneinander große Unterschiede aufweisen.

39. Saturn. Saturn ist neben Jupiter mit 95,2 Erdmassen der mächtigste Planet unseres Sonnensystems. Der teleskopische Anblick lehrt, daß wir auch bei ihm auf eine wolkenbedeckte Oberfläche blicken, sodaß sich diese selbst der Beobachtung vollkommen entzieht. Aus dem aus diesem Grunde wahrscheinlich wiederum zu großen Durchmesser und seiner etwa 95fachen Erdmasse errechnet sich die mittlere Dichte des Planeten zu etwas weniger als 0,7 der des Wassers; er besitzt von den Planeten unseres Sonnensystems die geringste Dichte. Seine nicht sehr genau bestimmte Rotationsdauer beträgt über 10 Stunden. Der Planet wird von dem bekannten System konzentrischer Ringe umkreist. Die mittlere Albedo des Planeten samt Ring erreicht den hohen Wert von 0,63, seine Farbe ist merklich gelblich. Aus der gemessenen Planetenstrahlung fand Coblentz vermutlich aus gleichen Gründen wie beim Jupiter sehr tiefe Werte von — 60 bis — 80 Grad C.

40. Spektroskopische Untersuchungen des Saturn und seines Ringes. Eine Studie des Planeten- und Ringspektrums, das er mit dem Mondspektrum vergleicht, veröffentlichte Slipher (96) 1906. Er gibt die folgenden, nicht im Sonnenspektrum enthaltenen unbekannten Banden in der Reihenfolge von stärkerer zu schwächerer Absorption:

λ 6193 E. A.	
5430	
6145	
6450	nur Näherungswert
5770	
5590	

Das Spektrum ähnelt also in allen Stücken dem des Jupiter. Die Banden λ 5430 und λ 6193 sind stärker als bei diesem, λ 6450 ist schwächer. Auf weiter ins Ultrarote fortgesetzten Aufnahmen glaubte Lowell (97) eine merkliche Verstärkung der ultraroten Wasserdampfbande zu bemerken. Die endgültige Entscheidung hierüber ist aber sehr schwierig, weil die unbekannte, starke Doppelbande bei λ 7200 bis λ 7260 darüber gelagert ist. Becker (93) konnte die Wasserdampfbande auch im Saturnspektrum nicht verstärkt erblicken.

Slipher (92) setzte seine Aufnahmen in den folgenden Jahren fort und fand weiter im Roten noch die folgenden unbekannten Banden:

λ 6660 A.E.	breite, diffuse Bande
6820	
7020	stark
7200	sehr stark
7260	stärkste Bande im Spektrum
7500	schwach
7820	(nur Nährungswert)

Aus der Tatsache, daß die Doppelbande λ 7200 bis λ 7260 sowohl im Spektrum des Jupiter als des Saturn auftritt, bei letzterem merklich verstärkt, die Bande bei λ 6450 aber im Saturnspektrum deutlich schwächer wird, liegt es nahe, bei den vermutlich ähnlichen Druck- und Temperaturverhältnissen auf den beiden Weltkörpern zu schließen, daß die Bande λ 6450 zu einem anderen Gase gehört als die rote Doppelbande, und daß dies auf dem Jupiter vorherrschender ist als auf dem Saturn. Die irdischen Sauerstofflinien sind im Saturnspektrum nicht verstärkt.

41. Konstitution des Saturnringes. Der Ring des Planeten besteht, wie der teleskopische Anblick lehrt, aus mehreren konzentrischen Kreisscheiben von sehr verschiedener optischer Intensität. Der äußerste und der innerste Ring sind durchsichtig, die Dicke des Systems beträgt nicht mehr als etwa 10 bis 20 km. Die Himmelsmechanik zeigt, daß dieses Ringgebilde sich unmöglich wie ein starrer Körper verhalten kann. Er müßte als solcher entweder völlig ruhen oder als fester Körper mit

gleicher Winkelgeschwindigkeit und also nach außen hin zunehmender Lineargeschwindigkeit rotieren. Den Gravitationsgesetzen (Keplerschen Sätzen) zufolge aber müßten die inneren Teile des Ringes schneller rotieren als die äußeren. Ein fester Ring würde sonach instabil sein und bei der geringsten äußeren Einwirkung, wie sie durch die sog. Störungen, die Schwerewirkung der anderen Körper unseres Sonnensystems, beständig vorkommen, zerstört werden müssen. Dynamisch nur möglich ist ein Gebilde, das wie eine flache Scheibe meteoretischer Körper den Planeten umkreist und worin jeder einzelne Körper seine eigene Bahn beschreibt. Dabei ist abgesehen worden von der ziemlich unwahrscheinlichen Möglichkeit einer flüssigen oder gasförmigen Konstitution. Den Beweis, daß der Saturnring sich tatsächlich wie ein den Planeten umkreisender Meteoritenschwarm verhält, konnte schon 1895 Keeler (98) führen, dessen spektroskopische Aufnahmen auf Grund des Dopplerprinzips zeigten, daß der Ring nach Maßgabe der Keplerschen Gesetze rotiert, also kein starrer Körper sein kann. Eine weitere Prüfung der Meteoritenhypothese des Ringsystems bietet die Tatsache, daß sich für eine flache Scheibe meteoritischer Gebilde die Beleuchtungsgesetze anders darstellen müssen als für einen zusammenhängenden Körper. Dieser photometrische Beweis beruht auf schwierigen Entwicklungen Seeligers (99). Die Beobachtungen schließen sich den von ihm erhaltenen Schlußformeln so gut an, daß auch von photometrischer Seite her die Meteoritenhypothese des Ringes als bestätigt anzusehen ist.

Slipher (92, 96) konnte im Spektrum des Ringes ebenso wie Keeler, Hale und Ellermann keine der für den Saturn so charakteristischen Absorptionsbänder nachweisen. Das kontinuierliche Spektrum des Ringes ist im Violett erheblich intensiver als das der Planetenscheibe, wie auch schon Belopolsky (100) fand. Bei dieser ist der violette Teil des Spektrums in der Atmosphäre des Planeten offenbar geschwächt. Es deutet sich so ein Mangel einer irgendwie nennenswerten Gashülle des Ringes an, wie auch gar nicht anders zu erwarten ist.

42. Filteraufnahmen des Saturn. Von Gelbfilteraufnahmen, die mit bemerkenswertem Kontrast Einzelheiten der Scheibe und des Ringes zeigen, berichtet Lowell (101) 1910. Eine ausführliche Filterstudie des Planeten wurde in Pulkowa von Belopolsky und Tikhow (102) angestellt. Mit Rotfilter zeigt die Planetenscheibe deutliche Intensitätsunterschiede zwischen Mitte und Rand. Wenn man im Spektrum nach

Violett hin fortschreitet, verschwinden diese Unterschiede mehr und mehr. Die große Äquatorialbande ist im Rot die hellste Stelle der ganzen Scheibe und die dunkelste im Violett. Der Ring verhält sich gerade umgekehrt und erreicht seine größte Intensität im Violetten. Auch dieser Befund zeigt also, daß auf der Planetenscheibe eine dichte Atmosphäre vorhanden sein muß, deren optische Diffusion gegen den Rand hin immer größer wird. Für den Ring, der sich hinsichtlich seiner spektralen Intensität sehr ähnlich dem Rande des Planeten verhält, folgert Tikhow jedoch abweichend von anderen Anschauungen, daß die mittlere Größe der ihn bildenden Teilchen kleiner als die Wellenlänge des Lichtes sein müsse, um das geschilderte optische Verhalten zu erklären.

Interessante Unterschiede der mit verschiedenen Lichtfiltern gemachten Aufnahmen erhielt R. W. Wood. Mit Violettfilter bemerkte man einen breiten, den Planeten umziehenden Wolkenstreifen und eine Polkappe von bemerkenswerter Ausdehnung. Das Licht aus dem Raum zwischen dem Ring und der Planetenkugel erschien auf den im violetten Lichte gemachten Aufnahmen mehr geschwächt als auf den mit langwelligem Lichte gemachten Bildern, so daß an einen feinen Nebel oder eine Staubmasse gedacht werden konnte, in die sich das ganze Ringsystem nach innen zu fortsetzt und die das violette Licht stärker streut. Wahrscheinlich ist die Annahme, daß auf einer breiten Äquatorzone und auf der Polkalotte relativ größere Mengen einer das kurzwellige Licht stärker streuenden Substanz verteilt sind, oder ein Gas von spezifischem Absorptionsvermögen. Zum Vergleich herangezogene Proben von Schwefel- und Chlorgasen entsprachen aber den beobachteten Tatsachen nicht. Während die im langwelligen Licht gemachten Aufnahmen einen merklichen Intensitätsunterschied des inneren und des äußeren Ringes zeigen, wobei der innere wesentlich dunkler wirkt, verschwindet dieser Kontrast bei Verkürzung der Wellenlänge immer mehr. Es zeigt sich also Übereinstimmung mit Tikhows Beobachtungen, daß speziell in den äußeren Teilen des Ringes ebenfalls merkliche Streuung des Lichtes eintreten muß. Ausführliche photometrische Untersuchungen, die E. Schönberg (103) 1921 mitteilt, insbesondere die Bearbeitung optischer und lichtelektrischer Messungen, führen ihn zu der Hypothese einer gelb gefärbten Dunstwolke über dem Ring, womit die photometrischen Befunde zu erklären seien.

43. Saturntrabanten. Ähnlich wie für die Jupitersatelliten hat sich auch eine photometrische Veränderlichkeit mehrerer Saturntrabanten

herausgestellt, die bei einigen schon 1800 von Schröter bemerkt wurden. Ausführliche Beobachtungsreihen liegen von Guthnick (104) und von Graff (105) vor. Die fast durchweg hohen Albeden der Trabanten und ihre offenbar recht unbeständigen Lichtkurven machen eine mehr oder weniger dichte Atmosphäre auf ihnen wahrscheinlich. Aus der Dichte und den Albedowerten könnte man schließen, daß speziell die inneren Satelliten eine weniger hohe, aber stark reflektierende Gashülle besitzen, ähnlich wie Venus. Maxima und Minima der Helligkeiten scheinen sehr nahe mit den Elongationen der Trabanten zusammenzufallen und müßten wohl als mit der Bahnbewegung um ihren Zentralkörper zusammenhängend gedacht werden. Beim Saturntrabanten Rhea ist vielleicht an das Aufblitzen einzelner Lichtreflexe zu denken.

44. **Spektroskopische Untersuchungen des Uranus.** Uranus bietet wegen seiner scheinbaren Lichtschwäche — er ist mit dem bloßen Auge gerade noch zu erblicken — und wegen seiner Entfernung für astrophysikalische Forschungen kein dankbares Arbeitsgebiet.

Sein Durchmesser beträgt etwa 50000 km, seine Masse 14,6 Erdmassen, seine Dichte 1,4 und seine Albedo 0,63. Vorläufige Messungen seiner Ultrarotstrahlung lassen auf dem Planeten ähnliche Temperaturen erwarten wie auf Jupiter oder Saturn.

Zu den ersten vom Uranus erhaltenen Spektrogrammen gehören diejenigen, die Huggins in London 1889 und Frost 1892 in Potsdam erhielten (106). Sie erstrecken sich nur auf den violetten Teil des Spektrums und lassen hier keine Abweichungen vom Sonnenspektrum erkennen, zeigen auch nichts von denen von Lockyer vermuteten Emissionslinien. Die 1904 von Slipher auf dem Lowell-Observatorium veröffentlichten Aufnahmen erstrecken sich bis λ 5910 A. E. und zeigen bereits die drei unbekannten Absorptionsbande bei λ 5100, λ 5430 und λ 5770 A. E., eine der Heliumlinie D_3 entsprechende Linie und merkwürdigerweise offenbar verstärkte Wasserstoffabsorptionen bei H_β (F). Wiederum 1909 veröffentlichte Slipher (92) eine ausführliche photographische Studie des Uranusspektrums, die sich bis ins Ultrarot erstreckt. Die solaren Wasserstoffabsorptionen bei $H\alpha$ und H_β scheinen im Uranusspektrum und, wie wir weiter unten sehen werden, auch im Neptunspektrum verstärkt zu sein. Geht man aber weiter ins violette Gebiet des Spektrums, so ist eine solche Verstärkung der anderen Linien der Balmerserie des Wasserstoffs nicht mehr sicherzustellen, so daß der wirkliche Nachweis von freiem Wasser-

stoff in den Planetenatmosphären noch keineswegs erbracht ist. Ebenso ist auch für diesen Planeten das Vorkommen von Wasserdampf nicht sicher zu bestätigen. Slipher gibt hauptsächlich folgende, dem Uranusspektrum eigentümliche Absorptionsgebiete an, die in irgendeinem wesentlichen chemischen Bestandteil der Gashülle des Planeten ihre Ursachen finden müssen, deren befriedigende Deutung aber bisher nicht gelungen ist. Die letzte Stelle der Wellenlängen ist nicht gesichert.

λ 4860 A. E.	verstärkt; Hβ (F-Linie)
5430	Mitte einer starken und breiten Bande
5570	schwache und diffuse Bande
5710	schwache Bande
5760	dichteste Stelle einer breiten Bande
5950	enge Bande
6190	sehr starke und intensive Bande, die auffälligste im ganzen Spektrum
6400	breite, schwache Bande
6560	starke, enge Absorption (C)
6680	dichteste Stelle einer sehr breiten und starken, vermutlich zusammengesetzten Bande
6830	die stärkere Komponente einer zusammengesetzten Bande
7020	starke, breite Bande

Tabelle 19. Dem Uranusspektrum eigentümliche Absorptionen

Hinter λ 6780 A. E. scheinen sich die der Uranusatmosphäre angehörenden Absorptionen überhaupt sehr stark zu häufen.

Von den beiden äußersten Uranusmonden konnte Keeler ein kontinuierliches Spektrum erblicken. Im übrigen sind sie zu lichtschwache Objekte, um erfolgreichen astrophysikalischen Forschungen zugänglich zu sein. Aus ihrer Helligkeit läßt sich vermuten, daß sie wahrscheinlich kleiner als der Erdmond sind.

45. Filteraufnahmen des Uranus. Photographische Studien des Uranus mit Farbfiltern sind von Tikhow am Bredikhine-Astrographen in Pulkowa angestellt worden. Er verglich das mit Objektivprismen und 6 verschiedenen Filtern aufgenommene Planetenspektrum mit auf gleiche Weise erhaltenen Fixsternspektren, deren Spektraltyp dem der Sonne nahestand. Als Farbenäquivalent wurden gewisse, aus dem Anschluß an die Plancksche Strahlungsformel gewonnene Größen, sog. Äquivalenttemperaturen, abgeleitet, die natürlich mit der eigentlichen Temperatur des Planeten nichts zu tun haben, sondern ledig-

lich ein Charakteristikum für seine Farbe darstellen sollen. Mit Ausschluß des roten Spektralgebietes entspricht das Uranusspektrum in der Farbenkurve dem der Sterne vom Spektraltypus G_5, also ziemlich genau den Sternen vom Typus unserer Sonne. Im Roten, wo die der Planetenatmosphäre eigentümlichen Absorptionsstreifen liegen, ist die Abweichung der Farbkurve von den theoretisch geforderten Werten sehr merklich. Die bläuliche Farbe des Planeten ist durch diese im Roten stattfindende Absorptionen gut zu erklären. Die Gashülle des Uranus scheint das Licht nach dem normalen Gesetz der Diffusion in Gasen (Rayleighsches Gesetz) zu streuen.

46. **Neptun.** Der wegen seiner Lichtschwäche dem bloßen Auge bereits unsichtbare Planet Neptun ist mit seiner Dichte von 1,3 und seiner Größe, sowie mit seiner sehr hohen Albedo von 0,73, dem Uranus sehr ähnlich.

47. **Spektroskopische Untersuchungen des Neptun.** Umfassende, spektralphotometrische Studien des Neptun hat ebenfalls Slipher (107, 92) angestellt. Schon auf den Aufnahmen bis 1904 bemerkt man außer den schon vom Uranusspektrum her bekannten Absorptionsstreifen im Roten auch wieder die sehr deutliche Verstärkung der F-Linie (H_β) und ebenso auch eine geringe Verstärkung der Linie H_γ. Die scheinbare Lichtschwäche des Planeten erschwert Spektralaufnahmen sehr. Diese müssen sehr schmal gehalten werden, worunter die Liniendefinition schon wegen der endlichen Kerngröße und wegen zufälliger Ungleichheiten der photographischen Schicht stark leidet. Auf Platten, die sich vom Violetten bis ins tiefste Rot bei λ 7000 erstrecken, fand Slipher im wesentlichen folgende Absorptionsgebiete, wobei wir hier Absorptionen von geringer Auffälligkeit fortlassen. Die letzte Stelle der Wellenlängen ist wiederum unsicher.

λ 4860 A. E.	(F) sehr stark und mit Flügeln (winged)
5090	Mitte einer breiten Bande
5210	breite und schwache Bande
5430	dunkelste Stelle einer der intensivsten Banden des Spektrums
5570	Mitte einer breiten, schwachen und diffusen Bande
5760	Dunkelste Stelle einer starken, breiten Bande; sie gehört zu den stärksten im Spektrum und erscheint zusammengesetzt
5970	dichteste Stelle einer breiten, regelmäßigen und zusammengesetzten Bande
6190	dichteste Stelle der bekannten, stärksten Bande, die auch in den Spektren aller anderen großen Planeten auftritt

λ 6560 A. E.	(C) gegenüber dem Sonnenspektrum verstärkt
6670	breite, intensive Bande, scheinbar zusammengesetzt
6810	intensive Bande
6870	die terrestrische Sauerstoffabsorption scheint im Neptunspektrum großer Verstärkung zu unterliegen
7000	hier und in der Umgebung scheint eine merkliche Absorption vorzuliegen, doch werden die Spektren für eine sichere Definition zu schwach

Tabelle 20. Dem Neptunspektrum eigentümliche Absorptionen

Es ist bemerkenswert, daß zwar die Wasserstoffabsorptionen H_α und H_β deutlich verstärkt auftreten, jedoch die Linien H_γ (λ: 4341) und H_δ (λ: 4102) diesen Effekt nicht zu zeigen scheinen. Das gleichzeitig angedeutete Vorhandensein von freiem Sauerstoff, wie es die Banden bei λ 6870 A. E. anzeigen, ist dann um so erstaunlicher. An sich ist das Vorkommen von freiem Wasserstoff in solchen Mengen, daß es sich derartig im Spektrum bemerklich machen kann, nicht gerade sehr wahrscheinlich. Zu einer endgültigen Entscheidung bedürfte es indessen noch eines wesentlich zuverlässigeren Materials. Diesseits von λ 7000 A. E. lassen sich die von der Erdatmosphäre her bekannten Wasserdampfabsorptionen vermuten. Ob neben den Wasserstofflinien auch die Heliumlinie D_3 wirklich verstärkt auftritt, war nicht sicher zu entscheiden. Jedenfalls unterscheidet sich das Neptunspektrum schon sehr wesentlich vom normalen Sonnenspektrum. Eine befriedigende Deutung für die merkwürdigen starken Absorptionsbänder der Spektren zu geben, ist bisher noch nicht gelungen.

Ähnlich wie für Uranus hat Tikhow (108) Filteraufnahmen des Neptun hergestellt mit ganz ähnlichen Ergebnissen, wie sie bereits beim Uranus mitgeteilt wurden. Nur scheint die Gesamtfarbe des Planeten nicht merklich von der Farbe eines Sternes vom Sonnentypus abzuweichen.

48. Allgemeine Betrachtungen zur Konstitution der Planeten. Wenn man die Spektren von Jupiter, Saturn, Uranus und Neptun überblickt, so bemerkt man alsbald das zunehmende Hervortreten der oben aufgeführten eigenartigen Absorptionsstreifen mit zunehmendem Sonnenabstande. Einige Streifen, wie λ 5576, λ 5763 A. E. u. a. treten erst beim Uranus und Neptun mit steigender Deutlichkeit hervor, noch andere, wie λ 5210 A. E. überhaupt erst beim Neptun. Überhaupt zeigen sich ganz allgemein mit zunehmendem Sonnenabstande gewisse, den Planetenspektren angehörige Abweichungen vom Sonnen-

spektrum immer deutlicher, was nach dem spektroskopischen Mißerfolg bei den unteren Planeten und beim Mars um so bemerkenswerter ist. Eine Ausnahme scheint die Bande λ 6460 A. E. im Jupiterspektrum zu bilden, die nur bei diesem Planeten gefunden wird. Ob wirklich freier Wasserstoff die Ursache der scheinbar verstärkten Absorptionen von H_α und H_β ist, muß noch als sehr zweifelhaft angesehen werden.

Es kann jedoch kein Zweifel bestehen, daß der Ursprung dieser bis heute noch nicht erklärten Bande in irgendwelchen, diesen Planetenhüllen eigentümlichen Bestandteilen zu suchen ist, die mit zunehmender Sonnenentfernung entweder tatsächlich in größeren Mengen vorkommen oder sonstwie optisch mit zunehmender Stärke in Erscheinung treten. Gewisse Vermutungen über den Träger dieser Absorptionsstreifen stammen von Büry und neuerdings von McLennan, Ruedy und Burton. Büry (109) wies hin auf eine gewisse Ähnlichkeit des Bandenspektrums des Ozons und der von Chappuis sog. Übersalpetersäure, einem höheren Oxydationsprodukt des Stickstoffs, mit den Planetenbanden. In der Tat fallen die Banden λ 6680 und λ 6190 A. E. mit denen von Chappius beim N-Peroxyd gemessenen sehr nahe zusammen. Auch fast alle anderen von ihm gemessenen Banden sind in Planetenspektren nachweisbar, soweit von einer Übereinstimmung von Bandenspektren ohne dafür speziell angelegte Messungen die Rede sein kann. Die astronomisch beobachteten Intensitätsverhältnisse stimmen jedoch mit den experimentell gefundenen durchaus nicht überein. Eine gewisse Ähnlichkeit mit dem auch von Chappius gemessenen Ozonspektrum ist ebenfalls unverkennbar. Es wird aber auch hier einer besonderen Untersuchung bedürfen, um Sicherheit zu schaffen. McLennan (110) und seine Mitarbeiter untersuchten die Absorptionen von Wasser und Eis bei großen Schichtdicken. Im Roten können mehrere Banden in den Planetenspektren durch Wasserabsorption erklärt werden, und zwar durch Wasser in flüssigem Zustande, nicht als Eis oder in Dampfform. Vielleicht vermag auch kalter Wasserdampf die Banden hervorzurufen, entsprechende Experimente sind aber wegen des geringen Dampfdruckes im Laboratorium ziemlich hoffnungslos. Die Bande bei λ 5430 A. E. kann nicht dem Wasser angehören und bleibt auch weiterhin unbekannten Ursprungs.

Es liegt im Wesen der Sache, daß rein theoretische Überlegungen, wie sie hin und wieder angestellt wurden, kaum irgend etwas Zuverlässiges über die chemische Konstitution der Planeten, ihrer Oberfläche oder ihrer Atmosphäre auszusagen vermögen (111). Daß man bei den großen Planeten, die eine merkliche Elliptizität ihres Rota-

tionskörpers aufweisen, eine untere Grenze für die Dichte an ihrer Oberfläche abschätzen kann, zeigte H. Jeffreys (112). Die mathematische Behandlung der Figuren der Himmelskörper führt zu der sog. Radauschen Näherung, in der das Trägheitsmoment eines rotierenden Ellipsoides verknüpft ist mit der Masse, dem Durchmesser, der Elliptizität und der Winkelgeschwindigkeit der Rotation. Bezeichnet C das größte Trägheitsmoment, M die (bekannte) Planetenmasse, a den (ebenfalls bekannten) Radius, ε die mikrometrisch am Fernrohre meßbare Oberflächenelliptizität, ω die aus der beobachteten Umdrehungszeit abgeleitete Winkelgeschwindigkeit und schließlich f die Gravitationskonstante, so lautet die Näherung

$$\frac{C}{M \cdot a^2} = \frac{2}{3}\left(1 - \frac{2}{5}\sqrt{1 + \frac{5}{2} \cdot \frac{a^3 \cdot \omega^3}{f \cdot M \cdot \varepsilon}} - 2\right)$$

Für eine homogene Planetenkugel wird der Ausdruck C/Ma^2 bekanntlich $= 0{,}4$. Für die Planeten Jupiter und Saturn mit ihrer merklichen Elliptizität läßt sich $C/M\,a^2$ ohne weiteres bestimmen. Aus der ebenfalls bekannten mittleren Dichte ϱ dieser Planeten und der Überlegung, daß das Trägheitsmoment in Wahrheit jedenfalls größer sein muß, als wenn für den ganzen Planeten die Oberflächendichte ϱ_a angenommen werden würde, folgt die Ungleichung

$$\frac{C}{M \cdot a^2} > 0.4 \frac{\varrho_a}{\varrho}$$

Damit bestimmt sich die Oberflächendichte des Jupiter zu $< 0{,}9$, die des Saturn zu $< 0{,}3$. Ein nicht unbeträchtlicher Teil des Planeten scheint sonach gasförmig zu sein. Beim Saturn schätzt Jeffreys die Dichte der atmosphärischen Hülle auf 23% des Planetenradius.

Fessenkoff (112) kommt durch ähnliche theoretische Überlegungen ebenfalls zu dem Schluß, daß die Oberfläche des Jupiters unbedingt gasförmig sein müsse. Auf die Rolle, die vielleicht der Wasserstoff beim Aufbau der großen Planeten spielen könnte, weist neuerdings D. H. Menzel (112) hin.

Sehr genaue Wärmebilanzen, wie sie in der letzten Zeit von Coblentz und Menzel anzustellen begonnen wurden, müßten erkennen lassen, ob noch eine nachweisbare Eigenwärme speziell der großen Planeten vorhanden ist, die dann ihrerseits vielleicht einen Hinweis auf das Vorhandensein von radioaktiven Prozessen geben könnte. Solche Vermutungen sind einige Male aufgetaucht, etwas Gewisses

läßt sich aber im Augenblick noch keineswegs darüber sagen. Daß radioaktive Prozesse tatsächlich eine merkliche Rolle im Wärmehaushalt eines Planeten spielen können, ist leicht einzusehen.

Auch die Kosmogonie, speziell diejenige unseres Sonnensystems, ist heutzutage, wenn man sie einer strengen Kritik unterwirft, nicht imstande, bestimmte Aussagen über die wahrscheinliche chemische Konstitution der Planeten zu machen. Die wohl mit einigem Unrecht in den einheitlichen Namen einer Kant-Laplaceschen Kosmogonie zusammengefaßte Theorie der Entstehung unseres Planetensystems aus einem Chaos bzw. einem rotierenden Urnebel, aus dem sich beim Zusammenziehen in zeitlicher Folge die Planeten aussonderten, führt auf den Gedanken, daß etwa eine Art Sonderung der Materie nach ihrem spezifischen Gewicht stattgefunden haben könnte, die äußeren Planeten somit aus durchschnittlich leichteren Substanzen beständen, als die inneren (Arrhenius). In der Tat zeigt unser Planetensystem eine solche Anzahl charakteristischer Merkmale, daß an einer einheitlichen Entstehungsgeschichte nicht gezweifelt werden kann. Aber es ist noch nicht einmal möglich gewesen, eine einwandfreie Theorie zu begründen. Man kann vielleicht noch am ehesten an eine Art Kondensationsvorgang in einem Nebelarm eines sich auflösenden Spiralnebels denken, womit gewisse Gesetzmäßigkeiten des Systems von vornherein gegeben wären. Die Entstehung der Trabanten ist wahrscheinlich nach Art der Laplaceschen Theorie durch Abtrennung äquatorialer Teile ihres Zentralkörpers in einem sehr frühen Entwicklungsstadium zu erklären. Einige Trabanten, wie z. B. der äußerste Jupitersatellit, vielleicht sogar der Erdmond, sind offenbar von ihrem heutigen Zentralkörper nach den Gesetzen der Schwere eingefangen worden, gehören also genetisch nicht zu ihren Planeten. Der Saturnring wiederum, genetisch unzweifelhaft dem Saturn zugehörig, liegt in bezug auf den Saturn in der sogenannten Rochschen Zone, das ist in einem Gebiete, wo nach den Regeln der Himmelsmechanik ein zusammenhängender Körper als Trabant nicht existieren könnte. Der Ring der kleinen Planeten befindet sich an einer mechanisch ebenfalls kritischen Stelle im Sonnensystem, in bezug auf dessen größten Planeten, Jupiter. Die durch die Bahnformen der ersten entdeckten Planetoiden aufgetauchte Vermutung, daß der Planetoidenring die Trümmer eines zerstörten Planeten darstelle, kann zur Zeit noch nicht zugunsten der Annahme entschieden werden, daß sich daselbst überhaupt kein größerer Körper bildete oder zu bilden vermochte. Daß die Mehrzahl der Glieder unseres Sonnensystems, einschließlich der

Sonne selber, chemisch einander vermutlich ziemlich ähnlich sind, ist bei ihrer recht wahrscheinlichen Entstehung aus einer gemeinsamen Urmasse wohl zu erwarten.

Die Kometen

49. Kosmogonische Stellung der Kometen. In den Kometen begegnen wir in unserem Planetensystem nächst der Sonne zum ersten Male Gebilden, die wir nicht nur teleskopisch hinsichtlich ihrer Bewegungs- und Strukturverhältnisse untersuchen können, sondern die auch infolge einer ausgesprochenen eigenen Lichtemission schon einer regulären spektroskopischen Analyse zugänglich sind.

Obwohl man bei den Kometen sowohl elliptische, also geschlossene, wie auch häufig offene Bahnformen beobachtet, so sind doch die Ergebnisse weitläufiger, strenger Rechnungen Strömgrens (113) wie auch der Näherungsrechnungen Fayets (114) zur Zeit für die Anschauung zwingend, daß die Kometen ursprünglich jedenfalls kosmogonisch unserem Sonnensystem zugehören, wie dies schon gelegentlich der Besprechung der Meteorite erwähnt wurde. Denn man muß die beobachteten, den momentanen Bewegungen des Kometen entsprechenden Exzentrizitäten von Kometenbahnen nur als eine sog. oskulierende (veränderliche) Größe betrachten, infolge des dauernden störenden Einflusses der Planeten unseres Sonnensystems. Rechnet man rückwärts etwa nach der Methode der speziellen Störungen oder nach besonderen, zu diesem Zwecke entwickelten Ausdrücken die frühere Bahnform eines Kometen nach, so werden die oskulierenden Exzentrizitäten stets kleiner, so daß praktisch für alle genügend sicher bekannten Kometenbahnen die elliptische Bahnform als die ursprüngliche wahrscheinlich ist (115), wenn man den heutigen Zustand unseres Planetensystems auch für die Vergangenheit voraussetzt.

50. Zahl, Masse und Größe der Kometen. Die Zahl der Kometen ist jedenfalls eine außerordentlich große. Seit Christi Geburt sind uns etwa 500 mit dem bloßen Auge sichtbare Kometen bekannt geworden; seit Erfindung des Fernrohres pflegen jährlich mehrere, schwächere, sog. teleskopische Kometen entdeckt zu werden. Eine sehr große Anzahl, die der Erde nicht nahe genug kommen oder ungünstig steht, entzieht sich jedenfalls der Beobachtung völlig.

Die Massen der Kometen, wie sie aus ihrer Gravitationswirkung oder mit größerer Unsicherheit aus photometrischen Erwägungen heraus abgeleitet werden konnten, sind ganz außerordentlich gering

und wurden von der Größenordnung zwischen 10^{-7} bis 10^{-24} der Erdmasse gefunden (116). Weder Refraktionswirkung noch Abschwächung des Lichtes hindurchscheinender Sterne konnte bei Kometen mit Sicherheit beobachtet werden, so daß ihre Dichte ebenfalls außerordentlich gering sein muß. Schwarzschild kam zu einer Abschätzung der mittleren Schweifdichte des Kometen Halley von der Größenordnung 10^{-21} bis 10^{-24} im $g \cdot cm^{-3}$.

Die Dimensionen des Kopfes und des Schweifes sind ganz außerordentlich groß. Für den Kopf liegen die Werte um das Zehnfache des Erddurchmessers herum, doch kommt auch selbst die hundertfache Ausdehnung gelegentlich vor. Die Schweiflängen erreichen nicht selten die Größenordnung des Erdbahnhalbmessers.

51. Kometenschweife. Die außerordentliche Auffälligkeit der mit richtig ausgebildeten, großen Schweifen versehenen helleren Kometen hat eine festumrissene, mechanische Theorie dieser Gebilde zur Entwicklung gebracht, die hier wegen ihrer physikalisch-chemischen Deutung von Interesse ist. Bessel (117) gab der Theorie der Kometenschweife eine ausführliche analytische Formulierung, die in der Folgezeit besonders durch die Arbeiten Bredichins (118) und seiner Nachfolger ausgebaut wurde. Es wird angenommen, daß Schweifteilchen mit einer gewissen, gegen die Sonne gerichteten Anfangsgeschwindigkeit den Kometenkopf verlassen und alsdann lediglich unter dem Einfluß der von der Sonne ausgehenden gewöhnlichen Anziehungskraft und einer ebenfalls von der Sonne ausgehenden Repulsionskraft R stehen. Beide Kräfte nehmen umgekehrt proportional der Entfernung ab. Verlassen nun Partikel unter gleichen Anfangsbedingungen zeitlich nacheinander den Kopf, so werden sie auf einer Kurve, der sog. Syndyname, liegen, als die der Schweif anzusehen ist. Variationen in der Richtung der Anfangsgeschwindigkeiten erlauben selbst sehr komplizierte Schweiftypen darzustellen. Die Beobachtungen lassen unter diesen Annahmen Anfangsgeschwindigkeiten und Repulsionskräfte bestimmen. Die Größen für die Anfangsgeschwindigkeiten liegen zwischen 10 und 100 km/sec (119). Die Größe $R = 1 - \mu$ stellt die Repulsionskraft dar, worin μ eine fingierte Sonnenmasse bedeutet, die um einen der Repulsion R entsprechenden Betrag kleiner als 1 angesetzt wird. Aus mehr als 50 durchgerechneten Fällen leitet Bredichin drei voneinander unterschiedene Schweiftypen ab. Typus I entspricht den geraden Schweifen mit $1 - \mu = 18$, Typus II und III den wenig bzw. den stark gekrümmten Schweifen mit $1 - \mu = 2{,}2$ bis 0,5 und 0,3

bis 0,0. Außerdem treten in selteneren Fällen sog. anormale Typen auf, Schweife, die direkt auf die Sonne gerichtet sind und einer Repulsivkraft nicht zu unterliegen scheinen. Bredichin vermutete die Abstoßung von elektrischer Art und nahm sie umgekehrt proportional dem Molekulargewicht des betreffenden Stoffes an. Unter der Annahme, der erste Typ bestehe aus Wasserstoff, findet man dann für den zweiten Typ Molekulargewichte, die etwa dem Natrium oder gewissen Kohlenwasserstoffen entsprechen. Für den Typ III ergibt sich die Größenordnung der Molekulargewichte der Schwermetalle. Neuerdings hat man aus der Bewegung der Schweifmaterie selber weit bessere Werte für R abzuleiten vermocht (120). Diese ergaben für R Größen zwischen 35 und 194 (121). Gelegentlich aus dem Schweif herausbrechende Schweifstrahlen lassen sich dieser mechanischen Theorie nicht einordnen; der Versuch, sie durch die Repulsionskraft der Sonne darzustellen, führt zu der außerordentlichen und unwahrscheinlichen Größe von 1000 bis 2000 für R (122). Ähnliche Beträge leitete Eddington aus der mechanischen Darstellung der Bewegungen im Kopfe beim Kometen Morehouse (1908c) ab (123). Da es aber im übrigen trotz gewisser auftretender Schwierigkeiten gelingt, die Bewegung der Schweifmaterie im einzelnen darzustellen und sogar regulär der Bahnbestimmung zu unterwerfen, muß die mechanische Theorie der Kometenschweife heutzutage als gesichert betrachtet werden. Als die Ursache der von der Sonne ausgehenden Repulsion hat man die verschiedenartigsten Hypothesen aufgestellt. Bessel, Bredichin und Zöllner (124) dachten an elektrostatische Abstoßung, Arrhenius machte auf die Bedeutung des Lichtdruckes aufmerksam, dessen Wirkung später von Schwarzschild (125) und neuerdings von Debye (126), und Baade und Pauli jr. (127) quantitativ analytisch behandelt wurde. Nach Schwarzschild erreicht der Lichtdruck im Maximum das 20 bis 30fache der Sonnenattraktion; Debye zeigt, daß unter gewissen Voraussetzungen keine untere Grenze für die Größe der durch den Lichtdruck fortgetriebenen Teilchen besteht. Baade und Pauli endlich zeigen, daß auch für selektiv absorbierende und reemittierende Einzelmoleküle der Lichtdruck merkliche Beträge erreicht. Sei λ die betreffende Resonanzlinie in Zentimetern, T die effektive Temperatur der Lichtquelle (zugrunde gelegt ist das Wiensche Strahlungsgesetz), so ist das Molekulargewicht M des betreffenden Atoms mit der Größe μ (Verhältnis von Repulsion zur Gravitation) verbunden durch die Näherungsgleichung

$$\mu = 2.42 \cdot 10^{-8} \frac{1}{M\lambda^3} e^{-\frac{1.430}{\lambda T}}$$

also ein für die Wellenlänge recht empfindlicher Ausdruck, wonach μ unter günstigen Bedingungen sehr beträchtliche Werte annehmen kann. Für das in den Schweifen spektral beobachtete CO^+ und N_2^+ zum Beispiel berechnen die Verfasser $\mu = 38$. Jedoch scheint der Lichtdruck allein die beobachteten Phänomene nicht wohl darzustellen, so daß wir noch keine allen Anforderungen gerecht werdende Theorie der Repulsionskraft besitzen.

Von den neuerdings durch Rutherford gestützten Anschauungen über den Aufbau der chemischen Elemente aus Helium und Wasserstoff oder mit Thomson aus X oder $(4X + H_2)$ ausgehend, wo dem vorerst unbekannten X das Atomgewicht 3 zukommt, zeigt Belopolsky (128), daß sich z. B. der große Wert von 193 für μ noch einem Molekül von der Form 1 $(He + H_2)$ oder 2 X zuordnen lasse, und daß auch andere Werte von μ befriedigend dargestellt werden können. Auch die Berücksichtigung der bei der gewaltigen Verdünnung der Schweifmaterie sicherlich sehr hohen Jonisation der Moleküle führt zu großen Werten von μ.

52. Spektroskopische Untersuchungen der Kometen. Spektroskopisch wurde das Licht eines Kometen wohl zuerst 1864 von Donati (129) in Florenz untersucht und in den nächsten Jahren folgten eine Reihe grundlegender Beobachtungen von Huggins. Die älteren Untersuchungen, denen wir immerhin schon einen wesentlichen Teil unserer heutigen Kenntnisse der Kometenspektren verdanken, sind mehrfach zusammenfassend behandelt worden, so u. a. von Hasselberg (130) 1880 und von Bredichin-Jaegermann (118). Nach mehrfachen Versuchen brachte dann die durchgehende Verwendung des Objektivprismas, also des spaltlosen Spektrographen, wie er in der Kometenspektroskopie mit großem Erfolge von de la Baume Pluvinel seit 1907 eingeführt wurde, in neuerer Zeit eine Menge neuen Materials. Dies lieferte allerdings bei der relativ geringen Zahl hellerer Kometen in den letzten Jahrzehnten keine große Ausbeute an wissenschaftlicher Erkenntnis mehr. Die im nachfolgenden aufgeführten spektroskopischen Befunde dürfen daher als ein abschließendes Bild noch nicht angesehen werden, denn den einzelnen Kometen scheinen merkliche, individuelle Unterschiede zuzukommen. Die dem irdischen Experiment sich größtenteils noch entziehenden,

eigenartigen Anregungsbedingungen, unter denen sich die Kometenmaterie befindet, insbesondere ihr außerordentlich geringer Druck, hat die Physik hinsichtlich der Deutung der Kometenspektra vor sehr schwierige Aufgaben gestellt, die auch heute noch mit den modernen Hilfsmitteln als keineswegs gelöst zu betrachten sind.

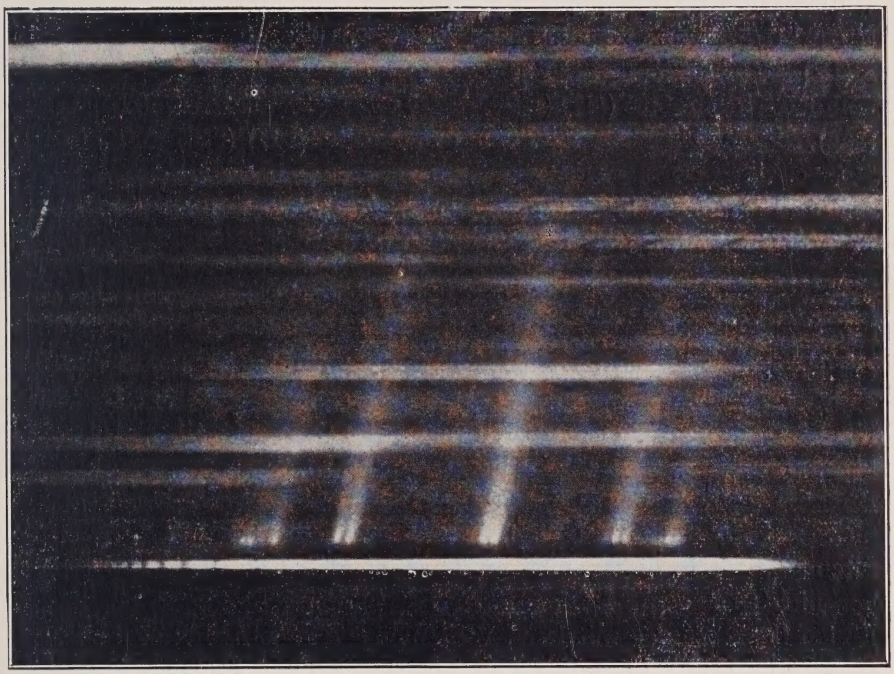


Abb. 7. Spektrum des Kometen Morehouse (1908c). Aufnahme mit Objektivprisma von A. de la Baume Pluvinel und F. Baldet. 5fach vergrößert.

Der Kopf eines Kometen zeigt in der Regel ein mehr oder weniger ausgebildetes kontinuierliches Spektrum, das in größerer Sonnenentfernung meistens allein vorhanden ist. Darüber gelagert zeigt sich ein charakteristisches Banden-Emissions-Spektrum, das man alsbald als dem sog. Swanschen Spektrum zugehörig erkannt hatte. Die drei visuell am auffälligsten hervortretenden Banden liegen bei λ 4737, 5165 und 5635 A. E. Mehr oder weniger als Ausnahmen scheinen in größerer Sonnennähe gelegentlich Metallinien aufzutreten, so z. B. Natrium (131), dessen Vorkommen im Kometen 1910 a (I) wohl sichergestellt werden konnte. In einer Bearbeitung nahezu aller

verfügbaren Beobachtungen zitiert F. S. Hogg (132) auch das gelegentliche Vorkommen einiger Linien des Eisens, des Chroms, sowie eine Nickellinie.

Eine ausführliche Studie photographisch aufgenommener Kometenspektren der letzten 20 Jahre verdanken wir F. Baldet (132), der daselbst auch eine ausführliche Bibliographie mitteilt. Umfangreiche Untersuchungen, die zugleich als Beispiele durchschnittlicher Kometenspektren dienen können, liegen u. a. vor über den Kometen 1907 d (IV) (Daniel) von Campbell (133), Evershed (134) und anderen, vom Kometen 1908 c (III) (Morehouse) von Campbell und Albrecht (135), ferner vom Kometen Halley 1909 c (1910 II) (136) und Brooks 1911 c.

Eine besondere Untersuchung der Spektren der Kometenköpfe hat neuerdings F. S. Hogg (132) veröffentlicht.

53. Spektrum der Kometenkerne. Es ist bemerkenswert, daß charakteristisch für den eigentlichen Kern eines Kometen ein bisher nicht identifiziertes Linienspektrum ist, im Gegensatz zu den in allen anderen Teilen des Kometen beobachteten Bandenspektren. Baldet (132) hat darüber eine spezielle Studie angestellt und alles von 1881 bis 1925 verfügbares Material herangezogen. Er findet 115 verdächtige Emissionen, von denen wenigstens 36 durch ihr Vorkommen in mehreren Kometenspektren als gesichert anzusehen sind. Eine Gesetzmäßigkeit in dieser unbekannten Linienfolge aufzufinden ist bisher nicht gelungen. Eine auffällige Anhäufung dieser unbekannten Linien liegt bei der mittleren Wellenlänge λ 4050 A. E.; die hellsten dieser Emissionen liegen bei λ 4051,6, λ 4074,0 und λ 4313,8 A. E.

Eine Reihe dieser Ermissionslinien scheint nach Hogg (132) indessen durch das normale, kontinuierliche Reflexionsspektrum der Sonne vorgetäuscht zu werden, wie das bei der stets geringen Dispersion der Kometenspektren recht wohl möglich ist. Nur etwa 9 Linien im visuellen Teil des Spektrums scheinen sich auch durch diese Überlegungen nicht erklären zu lassen.

Gewisse von Raffety (137) entdeckte und neuerdings dem C_2 zugeordnete Bande (Raffety-Bande) zeigen ziemlich große Ähnlichkeit mit einigen Emissionen des Kernes.

In dem eigentlichen, den Kern des Kometen umgebenden hüllenartigen Kopfe pflegen das Swan-Spektrum sowie die Banden des Cyans stets nachweisbar zu sein, ferner gewisse, oft mit den Swan-Banden zusammen genannte Kohlenwasserstoffbande (C + H) im

violetten und blauen Teile des Spektrums, die mit dem Swan-Spektrum zusammen in den meisten irdischen Kohlenwasserstofflammen aufzutreten pflegen. Die vier charakteristischsten Gruppen des Swan-Spektrums liegen bei den Wellenlängen λ 4381 (violette Gruppe), λ 4737 (blau), λ 5165 (grün) und λ 5635 A. E. (gelb) und sind wohl zu unterscheiden von einer sehr ähnlichen Bandenfolge (hight-pressure bands), die Fowler (138) dem Kohlenoxyd zuschreibt und die in seltenen Fällen ebenfalls beobachtet ist. Der Träger des Swan-Spektrums ist lange Zeit unbekannt gewesen. Neuerdings gelang es Patty, aus bandenspektroskopischen Überlegungen heraus es mit großer Sicherheit ebenfalls dem C_2-Molekül zuzuordnen.

Nächst dem Swanschen Spektrum sind im Kometenkopf die charakteristischen Cyanbande nachgewiesen worden bei den Wellenlängen λ 4606, λ 4216, λ 3883 und λ 3590 A. E.

Wir stellen uns die Kometenköpfe vor als eine lose Anhäufung kleiner, meteoritenartige Körper, so daß eine weitgehende chemische Ähnlichkeit beider Arten von Gebilden von vornherein zu erwarten ist. Eine entsprechende Diskussion von F. S. Hogg (132) hat das im wesentlichen bestätigt.

54. Spektren der Kometenschweife. Das Spektrum der Kometenschweife ist wegen ihrer Lichtschwäche naturgemäß weit seltener zu beobachten gelungen. Hauptsächlich die Kometen Daniel, Morehouse und Brooks lieferten wertvolle Beiträge zum Studium der Kometenschweifspektren. Zunächst schien den Kometenschweifen eine besondere Strahlung eigentümlich, die im Kometenkopfe nicht vorkommt (134); denn es wurden eine Reihe bei ihrer Entdeckung noch nicht identifizierter Doppelbanden gemessen (139). Allein es gelang A. Fowler schon (138, 140) sehr bald zu zeigen, daß im Swan-Spektrum bei sehr geringem Drucke (unter 10^{-2} cm) dieses charakteristische Kometenschweifspektrum auftaucht. Ausführliche Versuche von anderen Seiten, namentlich von Baldet (132), ließen dieses Spektrum aus CO bei Drucken von der Größenordnung 10^{-4} cm unter geeigneten Bedingungen entstehen. Das von Baldet ausführlich beschriebene Spektrum, das er auch einem Seriengesetz einordnen konnte, bezeichnet er als die dritte negative Gruppe des Kohlenstoffs. Der eigentliche chemische Träger dieses Spektrums dürfte CO^+ sein.

Außerdem ist in den Schweifspektren wiederholt die negative Gruppe des Stickstoffs beobachtet worden, als deren Träger das Molekül N_2^+ anzusprechen ist

Es ist bemerkenswert und bleibt eine Schwierigkeit gegenüber der Bredichinschen Theorie der Kometenschweife, daß Schweife des gleichen Kometen von verschiedenem Typ dennoch ganz das gleiche Spektrum zeigten. Der Komet Brooks besaß zwei Schweife vom I. und II. Bredichinschen Typus, die nach dessen Theorie dem Wasserstoff und Kohlenwasserstoffen zugehören sollten. Allein beide zeigten ganz das gleiche, normale Schweifspektrum. Ein ganz ähnliches Ergebnis bot der Komet Gale (1912 a) dessen Schweif die Typen I und III der Bredichinschen Nomenklatur zeigte, die sonach aus Wasserstoff und Metalldämpfen bestehen sollten, ebenfalls aber ganz das gleiche gewöhnliche Schweifspektrum besaßen.

Das Schweifspektrum ist sonach von demjenigen des Kometenkopfes nicht unwesentlich verschieden. Den Kometenschweifen eigentümlich sind die Emissionen von CO^+, N_2^+, C_2 (Dicarbon) und Natrium, das gelegentlich durch den ganzen Schweif hindurch beobachtet wurde. Dagegen kommen CN und C + H im Schweifspektrum offenbar nicht vor.

55. Überwiegendes Vorkommen von Bandenspektren. Charakteristisch für die Emission der Kometen ist das Vorkommen derartig zahlreicher Bandensysteme, als deren Träger stets Atomvereinigungen zu Molekülen anzusehen sind, wie die neuere Spektroskopie unzweideutig gezeigt hat. Solche Verbindungen sind unter den äußeren Bedingungen, unter denen die Kometen sich befinden, wohl möglich. Das Schweifspektrum deutet offensichtlich auf einen noch geringeren Druck, als er schon im Kometenkopf selber herrscht. Es findet im Schweife vielleicht zunehmende Dissoziation der irgendwie dem Kometenkerne entstammenden Materie statt. Daß Meteore beim Erhitzen oft ein den Kometen sehr ähnliches Spektrum geben, ist bei der offenbar nahen Verwandtschaft dieser Gebilde nicht verwunderlich.

56. Kontinuierliche Kometenspektren. Außer dem diskontinuierlichen Emissionsspektrum zeigen die Kometen in der Regel ein von Fall zu Fall sehr verschiedenes kontinuierliches Spektrum, sowohl im Kopfe als auch in den Schweifpartien.

Bobrovnikoff hat neuerdings eine große Anzahl Kometenspektren, die auf dem Lick-Observatorium aufgenommen worden waren, mikrophotometrisch untersucht (142). Danach scheinen die Spektren eines Kometen sehr wesentlich von seiner Entfernung von der Sonne abhängig zu sein, und zwar nicht nur das Banden- bzw. das Linien-Emissionsspektrum, sondern auch das kontinuierliche Spektrum. Es

scheint, daß im allgemeinen sich zwei Typen kontinuierlicher Spektra unterscheiden lassen. Das eine hat sein Intensitätsmaximum bei λ 4000 A. E. und pflegt bei den von der Sonnen entfernt stehenden Kometen bis etwa zu einem Minimalabstand von 0,7 astronomischen Einheiten von der Sonne zu überwiegen und mehr oder weniger dem Kometen selber eigentümlich zu sein. Näher zur Sonne hin tritt das Spektrum des reflektierten Sonnenlichtes stärker hervor und das Intensitätsmaximum verschiebt sich nach λ 4700 A. E.

Die sicherlich ziemlich komplexen Ursachen des Leuchtens sind noch nicht hinreichend geklärt. Ein durch die Einwirkung der Sonnenstrahlung ausgelöster Fluoreszenzprozeß scheint nach Bobrovnikoff (144) vielleicht noch die beste Erklärung zu sein, wie auch schon von Schwarzschild und Kron (143) vermutet wurde. Auch an den Vorgang molekularer Streuung wäre zu denken.

57. Ergebnisse der spektroskopischen Untersuchungen. Zusammenfassend kann man auf die Frage nach unserer bisherigen Kenntnis von der chemischen Konstitution der Kometen folgendes sagen:

Spektroskopisch vorwiegend ist der Kohlenstoff mit seinen Verbindungen, nämlich dem Träger des Swan-Spektrums C_2, der Träger von Baldets dritter negativer Gruppe (vermutlich CO^+), von Fowlers „Hochdruckbanden" (CO?), ferner Kohlenwasserstoffe, allgemein symbolisiert mit C + H von noch unbekannter näherer Konstitution und C^+ (Linienspektrum). Ferner Stickstoff neutral (145) und zweifach jonisiert, wogegen das Vorkommen von N^+ ungewiß ist, und Cyan CN.

Schließlich kommt Wasserstoff in den schon oben genannten Verbindungen vor. Ob auch freier Wasserstoff vorkommt, ist unsicher, doch scheint das kontinuierliche Spektrum des Wasserstoffmoleküls vorhanden zu sein. Die bekannte Wasserstoffserie (Balmerserie) ist entgegen anderweitigen Behauptungen (146) nicht in Kometen beobachtet worden. Von Metallen ist nur das Vorkommen von Natrium gesichert, einige andere Metallinien (Fe, Cr, Ni) scheinen gelegentlich ebenfalls aufzutauchen.

Einschränkend muß hinzugefügt werden, daß diese Erkenntnisse nur auf spektroskopischer Basis erhalten wurden und im einen oder anderen Sinne noch eine Abänderung erfahren können, falls die noch nicht sehr sichere Deutung dieser für irdische Verhältnisse zum Teil sehr schwer reproduzierbaren Spektren eine Änderung erfahren sollte. Die Erzeugung der den Kometenspektren ähnlichen Emissionen im

Laboratorium erfordert Drucke von etwa 10^{-4} bis 10^{-5} cm und ein Anregungspotential von nicht über 24 Volt.

Die Sonne

58. **Leistungsfähigkeit der Spektralanalyse.** Wir wenden uns nunmehr der Betrachtung der Konstitution der Sonne zu, die uns zugleich einen mehr oder weniger treffenden Prototyp eines Fixsternes überhaupt darstellt, wie diese ja die weitaus überwiegende Zahl der spektroskopischen Beobachtungen zugänglichen Objekte unseres Nachthimmels bilden (147.) Die spektroskopischen Untersuchungen, die uns alleine über die chemische Konstitution der Sonne aufzuklären vermögen, sind leider nur mit großer Vorsicht zu verwerten. Die Anwesenheit charakteristischer Linien erlaubt zwar mit großer Sicherheit auch auf das Vorhandensein des betreffenden Elementes zu schließen. In zweifelhaften Fällen leisten dazu die heutzutage mehr und mehr bekannt werdenden Intensitäts- und Serienbeziehungen der Spektren gute Dienste. Allein das Fehlen gewisser Linien bedeutet keineswegs auch die Abwesenheit des betreffenden Elementes. Denn es können sehr wohl entweder die Anregungsbedingungen derart sein, daß geeignete Linien nicht auftreten, oder diese liegen zu weit im Roten oder Ultravioletten, um der Beobachtung zugänglich zu sein.

Denn das Sonnenspektrum ist infolge irdischer, atmosphärischer Absorptionen nur etwa von λ 2900 bis λ 10220 A. E. zu beobachten. Insbesondere rücken mit zunehmender Jonisation die Linien der Elemente sehr bald in unzulänglich kurzwelliges Gebiet. Das Spektroskop hat also angesichts dieser Tatsachen wesentlich in seiner Bedeutung als chemisches Reagens eingebüßt.

59. **Konstitution der Sonne.** Ganz allgemein betrachtet haben wir in der Sonne eine Kugel hochjonisierter Materie vor uns von der Masse $1{,}94 \cdot 10^{33}$ g und der mittleren Dichte 1,41 g cm^{-3}. Die Temperaturen im Innern von Fixsternen überhaupt mögen bis zu 30 Millionen Grad (bei den sog. Zwergen) anwachsen, so daß dort sehr weitgehende Jonisation stattgefunden haben muß. Vollständige Jonisation für alle Elemente (mit Ausnahme des Wasserstoffs) würde zu der mittleren Dichte 2 führen. Bei Annahme noch nicht vollständiger Jonisation rechnet man gewöhnlich mit einem um ein Geringes größeren Werte der mittleren Dichte (148). Die Gaskugel eines Sternes wird durch die eigene Gravitation zusammengehalten. Nach der zur Zeit am besten ausgebauten, allerdings auch noch stark umstrittenen

Theorie von Eddington (148) befindet sie sich im Strahlungsgleichgewicht, d. h. die Wärmeübertragung im Sterninnern findet im wesentlichen nur durch Strahlung statt. Die mechanische Gleichgewichtsbedingung fordert sonach, daß der auf ein Massenteilchen ausgeübte Druck plus dem Strahlungsdruck, den der von innen nach außen gerichtete Energiestrom verursacht, der Gravitation das Gleichgewicht hält. Der theoretische Stern verhält sich wie ein Gasball, in dem Druck, Temperatur und Dichte sich nach den Gesetzen der Polytropen $n = 3$ regelt (149). Der Druck im Sterninnern steigt auf schätzungsweise 10^{14} bis 10^{15} atm und man hat, allerdings unter gewissen Voraussetzungen, Sterndichten bis zu 50000 berechnet, auf die bei der Besprechung der Fixsterne noch zurückzukommen sein wird. Trotzdem wird allgemein mit der Zustandsgleichung der idealen Gase gerechnet. Denn die Atome mittleren Gewichtes mögen im Sterninnern etwa bis zum K-Niveau herunter abgebaut sein, und ihre Durchmesser werden dann von der Größenordnung 10^{-10} cm, so daß maximalste Dichten von 10^{6} erreichbar sein müßten. Merklich oberhalb dieses Wertes spielt das Kovolumen der van der Waalschen Gleichung keine Rolle mehr. Auch die aus den nunmehr auftretenden starken elektrostatischen Kräften fließenden Störungen sind nach Eddington dieser Auffassung noch nicht im Wege.

60. Quelle der Sonnenstrahlung. Die Quelle der Sonnenstrahlung und der Fixsternstrahlung ist noch völlig unbekannt und eines der brennendsten Probleme der Astrophysik überhaupt. Die Ausstrahlung der Sonne beträgt etwa 2 cal/cm^{2}min also rund $2{,}9 \cdot 10^{33}$ cal oder $1{,}3 \cdot 10^{41}$ erg pro Jahr. Es werden also pro Gramm Sonnenmaterie in der Sekunde 1,97 erg frei. Und diese Strahlung ist sicherlich seit Bildung der Erdkruste, die etwa auf ein Alter von 10^{9} Jahren zu schätzen ist (150), größenordnungsmäßig konstant geblieben. Die durch Kontraktion des Sonnenballs freiwerdende Energie ebenso wie die reine Wärmeenergie der einstürzenden Meteorite und auch die aus bekannten radioaktiven Prozessen vermögen den Wärmeverlust der Sonne nicht entfernt zu decken (151). Zur Deckung der ungeheuren Energiemengen, die die Strahlung der Sonne für 10^{10} bis 10^{11} Jahre garantiert, kommen offenbar nur noch unbekannte Vorgänge inneratomarer Art in Frage, entweder sehr viel mächtigere radioaktive Prozesse, als wir sie bisher kennen (34), oder Energien, die durch Veränderung der Atomgewichte der Elemente frei werden, wie zum Beispiel die Bildung von Heliumatomen aus Wasserstoff, wobei pro Gramm Wasserstoff $7{,}2 \cdot 10^{18}$ erg

frei würden. Allein wir dürfen nicht mehr als etwa 10% Wasserstoff im Innern eines Sternes voraussetzen. Denn die Besonderheit dieses Elementes, bei dem der Quotient von Masse und Kernladungszahl gleich 1 wird, abweichend von allen anderen Elementen, führt notwendig zu einer Sonderstellung des Wasserstoffs (152). So bleibt denn schließlich als aussichtsreichste Energiequelle die von der Relativitätstheorie nahegelegte Umwandlung der Materie selber in Strahlung übrig. Die ganze Sonnenmasse in Strahlung umgerechnet ergibt $1{,}8 \cdot 10^{34}$ erg, was zugleich der maximale Betrag an Energie ist, den die Sonne gegenwärtig überhaupt repräsentiert, und dieser würde die Bilanz der Sonnenstrahlung für etwa 10^{12} Jahre decken können. Im Sonneninnern müßten sich dabei rund 10^3 Protonen und Elektronen pro Gramm und Sekunde in Strahlung umsetzen. Der Massenverlust der Sterne durch Strahlung scheint in der Tat nicht ganz unwahrscheinlich.

Aus dem Sterninnern werden radial nach außen Lichtquanten getrieben, die aber schon nach sehr kurzer Wegstrecke absorbiert und durch neue, nach allen Richtungen diffus laufende ersetzt werden, wie es schwarzer Strahlung entspricht. Tatsächlich beobachten wir bei der Sonne und den Fixsternen ein kontinuierliches Emissionsspektrum, das sich meistens stark dem eines schwarzen Strahlers annähert und das zwar thermodynamisch begreiflich gemacht werden kann, das wir aber vom atomtheoretischen Standpunkt aus noch nicht verstehen, wenn wir es auch dadurch plausibel machen können, daß an den kurzwelligen Grenzen aller Linienserien kontinuierliche Spektren auftreten, die sich im Sternspektrum gegenseitig überlagern (153).

61. Aufbau der Sonnenatmosphäre. Vom Innern der Sonne nach außen fortschreitend, woselbst Druck und Dichte sehr schnell abnehmen, passieren wir eine eigentlich nur einer theoretischen Abstraktion entsprechende Schicht, die sog. Photosphäre, an deren äußerer Grenzschicht der Druck etwa die Größenordnung von 10^{-2} atm hat. In der darüberliegenden Schicht, der sog. Chromosphäre, mit einer Dicke von vielleicht 10000 km und bei einem Druck von etwa 10^{-4} atm und einer Temperatur von schätzungsweise $5 \cdot 10^3$ Grad entstehen in der sog. Umkehrenden Schicht (d. i. der tiefste Teil der Chromosphäre von ca. 600 km Höhe) durch Absorption und diffuse Reemission (Streuung) innerhalb der austretenden Strahlung Absorptionslinien von mehr oder weniger großer Restintensität in ihrer Mitte. Es sind dies eben diejenigen Absorptionslinien, die in den Sternspektren fast

ausschließlich einer spektroskopischen Untersuchung zugänglich sind. Auf ihrer Untersuchung beruhen ganz wesentlich alle unsere Kenntnisse der chemischen Konstitution der Sterne. Für die Sonne beträgt die Masse der Chromosphäre nur etwa den 10^{-14} Teil ihrer Gesamtmasse! Das Chromosphärenspektrum ist vom normalen (Fraunhoferschen) Sonnenspektrum etwas verschieden, besonders hinsichtlich der Intensitäten der Linien und entspricht etwas höheren Anregungsbedingungen. Über der Chromosphäre an diskreten Punkten, offenbar mehr oder weniger explosionsartig ausgeworfen, manchmal aber auch relativ ruhend, kommen die sog. Protuberanzen zur Beobachtung. Weiter nach außen und bisher nur bei totalen Sonnenfinsternissen zu beobachten breitet sich schließlich die außerordentlich weit erstreckende nebelhafte Struktur der Korona aus, deren weiter außen liegende Masse wohl nur noch vom Strahlungsdruck getragen wird und deren untere Dichtigkeitsgrenze vielleicht bei 10^{-23} g · cm^{-3} liegen mag.

Umkehrende Schicht (Flash-Spektrum) und Chromosphäre können am besten bei Sonnenfinsternissen beobachtet werden, sind neuerdings aber auch unter gewöhnlichen Umständen mit entsprechend mächtigen Hilfsmitteln (Turmteleskop) zu anderen Zeiten beobachtbar. Das bei Sonnenfinsternissen bei der fast völligen Bedeckung der Sonnenscheibe durch den Mond einen Augenblick lang aufflammende Flash-Spektrum ist, abgesehen von den Intensitäten, eine sehr ähnliche Kopie des weiter unten zu besprechenden Frauenhoferschen Spektrums.

62. Theorie der Sternspektren. Zum Verständnis und zur Deutung der oft sehr komplizierten Linienspektren der Sterne ist es nötig, einen Einblick zu gewinnen in die Theorie dieser Absorptionsspektra. Allein vielversprechende Ansätze sind erst in den allerletzten Jahren gewonnen worden, so daß noch nichts Fertiges vorliegt. Ausschlaggebend war die sorgfältige Berücksichtigung der Ionisation, nachdem man einmal erkannt hatte, daß die Spektren der Elemente sich mit dem Ionisationsgrade grundlegend ändern.

Die Theorie benutzt ursprünglich einen Satz von Nernst (154) über das chemische Gleichgewicht von Gasen, der sich als außerordentlich fruchtbar und von vielseitiger Anwendungsmöglichkeit gezeigt hat, und den Eggert (155) erstmalig auch auf die Reaktion zwischen Jonen und Elektronen anwandte, die gleichsam als chemisch verschiedene Gase aufgefaßt werden. Die anfängliche Schlußgleichung, die Saha (156) aufstellte, verknüpfte mit Druck, Temperatur und

Jonisationspotential den Jonisationsgrad eines Elementes und damit direkt die Intensität bzw. überhaupt die Möglichkeit des Auftretens von Absorptionslinien des Neutralen und des jonisierten Elementes. Russel (157) baute dann die Theorie so weit aus, daß er auch die Anwesenheit aller anderen Elemente berücksichtigte. Über diese rein qualitativen Aussagen der Theorie hinaus zur Berücksichtigung der stufenweisen Anregung der Atome und damit zu einer theoretischen Beherrschung der astronomisch wichtigen Nebenserien führten erst auf quantentheoretischen Überlegungen aufgebaute Arbeiten von Darwin, Fowler und Milne (158). Ohne auf die viel zu weitgehende mathematische Behandlung einzugehen, sei hier kurz nur die korrekte Fassung der Sahaschen Formel für den Fall einfacher Jonisation gegeben. Denn diese Formel ist für die Deutung der Spektra und damit für den Nachweis chemischer Elemente in Fixsternatmosphären von grundlegender Wichtigkeit. Es sei x der Jonisationsgrad, das ist die relative Anzahl der einmal jonisierten Atome, P_e der aus dem Gesamtdruck berechenbare effektive Elektronendruck, φ das Jonisationspotential, k die Boltzmannsche Konstante, T die absolute Temperatur, m die Elektronenmasse, h das Wirkungsquantum und σ die Zahl der Valenzelektronen. b_1 (T) entspricht der allgemeinen Darwin-Fowlerschen Verteilungsfunktion

$$b_\nu (T) = \sum_i q_\nu^{(i)} e^{\frac{\chi_\nu - \chi_\nu^{(i)}}{kT}}$$

worin $q_\nu^{(i)}$ die Wahrscheinlichkeiten der einzelnen Stufen, die $\chi_\nu^{(i)}$ Energieniveaus bis zur ν-fachen Jonisation und die χ_ν Jonisationspotentiale sind. Dann lautet die strenge Sahasche Formel

$$\ln \frac{x}{1-x} P_e = \frac{\chi_1}{kT} + \frac{5}{2} \ln T + \ln \frac{(2\pi m)^{3/2} k^{5/2}}{h^3} T\sigma_1 - \ln b_1 (T)$$

Wir haben die Intensität einer Linie proportional der Konzentration derjenigen Atome zu setzen, die sich in einem für diese Linie absorptionsfähigen Zustande befinden. Die Kenntnis der nötigen Daten aus dem Laboratorium vorausgesetzt, können wir somit von einer Linie die Bedingungen ihres Auftretens, ihre maximale Intensität, usw. in Abhängigkeit von Druck und Temperatur verfolgen. So war es z. B. befremdlich, daß Kalium wohl auf der Sonne vorhanden, das sehr ähnliche Rubidium aber im Spektrum nicht nachweisbar war,

obgleich dessen Resonanzlinie im Ultraroten liegt und noch gut nachweisbar sein müßte. Allein die Theorie ließ erwarten, daß das offenbar wegen seines etwas geringeren Anregungspotentials schon hochjonisierte und darum nicht mehr in den Resonanzlinien nachweisbare Rubidium an Stellen größeren Druckes oder niedrigerer Temperatur auf der Sonne noch als neutrales Element nachweisbar sein müßte, und in den Fleckenspektren, wo niedrigere Anregung stattfindet, ist es tatsächlich auch gefunden worden.

63. Spektroskopischer Nachweis chemischer Elemente auf der Sonne. Das Sonnenspektrum ist natürlich außerordentlich häufig untersucht und photographiert worden (159). Bisher war das große Standardwerk der 1885 und in den folgenden Jahren herausgegebene große Sonnenatlas von Rowland (160), der etwa 20000 vermessene Linien zwischen den Wellenlängen λ 2980 und λ 7331 A. E. umfaßt und die Wellenlängen bis auf etwa $^1/_{1000}$ A. E. angibt, dessen Genauigkeit aber natürlich wesentlich unter dieser Grenze liegt. Etwa ein Drittel dieser Linien konnte Rowland mit den damals bekannten Spektren der Elemente und den damaligen Hilfsmitteln identifizieren. Daß bei der außerordentlichen Fülle von Absorptionslinien, besonders im kurzwelligen Spektralgebiete der Sonne den Identifikationen öfter Unsicherheit anhaftet, ist verständlich. Das gilt z. B. in besonderem Maße von dem hauptsächlich im Chromosphärenspektrum von Mitchell, Dyson u. a. identifizierten Linien der seltenen Erden. Ihr Spektrum ist so linienreich, daß sich fast stets Linien finden lassen, die ihnen zugeordnet werden können. Eine besondere Studie über das Vorkommen der Linien seltener Erden im Sonnenspektrum haben Hofbauer und neuerdings St. John und Miss Moore (161) veröffentlicht. Mit den meisten und stärksten Linien treten nach Hofbauer auf die Elemente Yttrium, Scandium, Lanthan, Neodym und Cer. Auch die übrigen Erden (Erbium, Europium, Dysprosium, Gadolinium, Holmium, Praseodymium, Samarium, Terbium (162), Thorium, Thulium, Ytterbium) scheinen ebenfalls praktisch alle vorhanden zu sein, aber in sehr spärlichen Mengen, ähnlich wie auf der Erde. Auch für die stärkeren Linien des Bleis, an dessen Vorkommen auf der Sonne gezweifelt wurde, finden sich in den Rowlandschen Tafeln Koinzidenzen. Doch ist allen diesen Identifikationen nur ein vorläufiger Wert beizulegen, bis sehr viel sorgfältigere Untersuchungen, im Sonnenspektrum selber und im Laboratorium, darüber ein abschließendes Urteil gewinnen lassen. Vor allem müssen die Wellen-

längen der Elemente vom Laboratorium her wenigstens auf drei Dezimalen genau bekannt sein, da die Identifikation sehr wesentlich auf der Bestimmung von Wellenlängenkoinzidenzen beruht. Wir besitzen aber erst von wenigen seltenen Erden solche genaue Bestimmungen der Wellenlängen ihres Spektrums. Mit den im Augenblicke verfügbaren Mitteln haben St. John und Miss Moore das Vorkommen der seltenen Erden auf der Sonne diskutiert. Im Spektrum treten diese Elemente sämtlich im jonisierten Zustande auf und stets nur mit relativ schwachen Linien. Mit verschieden hoher Wahrscheinlichkeit vorhanden sind nach diesen Verfassern die folgenden Elemente

Ordnungszahl	Element
57	Lanthan
58	Cer
59	Praseodym
60	Neodym
62	Samarium
63	Europium
64	Gadolin
66	Disprosium
68	Erbium
70	Ytterbium

Tabelle 21. Seltene Erden, deren Linien im Sonnenspektrum wahrscheinlich auftreten

Besonders der Identifikation von Lanthan und Cer kommt bereits ein hoher Grad von Sicherheit zu. Noch nicht hinreichend wahrscheinlich zu machen ist mit dem gegenwärtigen Material das Vorkommen von Illinium, Terbium, Holmium, Thulium und Luteticum. Die interessante Frage nach dem relativen Mengenverhältnis der seltenen Erden auf der Sonne läßt sich leider noch keineswegs beantworten; jedenfalls aber widersprechen die spektroskopischen Befunde der auf der Erde bekannten Verteilung nicht.

Zu dem Rowlandschen Verzeichnis sind im Laufe der Zeit eine Reihe von Ergänzungen und Fortsetzungen erschienen, so im Ultraroten von Meggers (163), Burns (164), Brackett (165) und Babcock und Hoge bis λ 10219 A. E., im Ultraviolett von Fabry und Buisson (166) bis λ 2900 A. E. Neuerdings hat das Mt.-Wilson-Observatorium eine neue Überarbeitung und Ergänzung des Rowlandschen Verzeichnisses herausgegeben (160), das die Wellenlängen bis zur dritten Dezimalen zwischen λ 2975 und λ 10219 A. E. gibt.

Die Identifizierung der Linien mit den Linien bekannter Elemente geschah im wesentlichen wieder durch Ermittlung von Koinzidenzen der Wellenlängen, daneben aber durch Beachtung der Intensitäts- und Serienbeziehungen und des Verhaltens der Linien im Sonnenfleckspektrum und in anderen geeigneten Spektren. Von 20027 Linien des von Rowland vermessenen Spektralgebietes sind etwa 57% identifiziert, im Ultraroten ein ähnlicher Prozentsatz. Die nachstehende Tabelle gibt eine Zusammenstellung aller 57 Elemente, nach der Revision of Rowlands Preliminary Table (160). Bei einigen Elementen, wie z. B. bei den seltenen Erden, bei denen der Nachweis nur auf wenigen und schwachen Linien beruht, ist indessen noch Vorsicht geboten. Unsere Tabelle 22 gibt ohne Rücksicht auf den Jonisationszustand, der hier nur von sekundärem Interesse ist, in ihrer vierten Kolonne die Zahl der in der umkehrenden Schicht dem betreffenden Elemente zugeordneten Linien, in der nächsten deren maximale Intensität, wobei sehr schwachen Linien negative Zahlen zukommen, steigende Zahlen steigende Intensität bedeuten. Die Spalte Bemerkungen zeigt das hauptsächliche Vorkommen des Elementes an; F bedeutet das Auftreten der Linien im gewöhnlichen Fraunhoferschen Sonnenspektrum (Umkehrende Schicht) (170).

Ord.-zahl	Element	Atom-Gew.	Linien-zahl	Max.-Int.	Bemerkungen
1	Wasserstoff ...	1,008	6	40	F. Chrom. Prot. Flash, Hydride, Kohlenwasserstoffe
2	Helium	4,00	1	0	F. Chrom. Flash (168),Fleck
3	Lithium	6,94			nur in Flecken
4	Beryllium	9,01	4	— 3	F.
5	Bor	11,0			als Oxyd in Flecken
6	Kohlenstoff ...	12,00	9	0	F. Chrom. Flash; in Verbindungen; Cyan; Kohlenwasserstoffe
7	Stickstoff	14,01	1	— 2	F. in Verbindungen Cyan, Ammoniak
8	Sauerstoff.....	16,00	5	2	F. Fleck, Chrom. Metalloxyde in Flecken (TiO); OH Gruppe (171)
11	Natrium	23,00	22	30	F. Chrom. Prot. Flash; sehr auffällige Linien
12	Magnesium ...	24,32	27	30	F. Chrom. Flash, MgH in Flecken (172)
13	Aluminium ...	27,1	9	20	F. Chrom. Flash
14	Silicium	28,3	27	12	F. Chrom. Flash

Ord.-zahl	Element	Atom-Gew.	Linien-zahl	Max.-Int.	Bemerkungen
16	Schwefel	32,06	1	— 1	F.
19	Kalium	3910,	5	0	F. Flash?
20	Calcium	40,07	127	200	F. Chrom. Fleck, Prot. Flash Hydrid in Flecken
21	Scandium	44,1	145	5	F. Chrom. Flash, Fleck
22	Titan	48,1	1069	12	F. Fleck, TiO im Fleck, Flash
23	Vanadium	51,0	610	5	F. Chrom. Fleck, Flash
24	Chrom	52,0	1027	5	F. Chrom. Flash, Fleck
25	Mangan	54,93	458	7	F. Chrom. Flash
26	Eisen	55,84	3288	40	F. Chrom. Fleck, Flash
27	Cobalt	58,97	783	6	F. Chrom. Flash, Fleck
28	Nickel	58,68	628	20	F. Chrom. Flash
29	Kupfer	63,57	26	10	F. Chrom. Flash
30	Zink	65,37	10	3	F. Chrom. Flash
31	Gallium	69,9	2	— 1	F. (173)
32	Germanium	72,5	5	0	F.
37	Rubidium	85,45			nur in Flecken
38	Strontium	87,63	29	8	F. Chrom. Flash, Fleck
39	Yttrium	88,7	116	3	F. Chrom. Flash, Fleck
40	Zircon	90,6	364	2	F. Chrom. Flash, Fleck
41	Niobium (Columbium	93,5	18	— 1	F. noch etwas unsicher
42	Molybdän	96,0	46	0	F.
44	Ruthenium	101,7	24	0	F. (174)
45	Rhodium	102,9	20	— 2	F. (174)
46	Palladium	106,7	21	0	F. (174)
47	Silber	107,88	2	0	F.
48	Cadmium	112,40	1	— 1	F. noch etwas unsicher
49	Indium	114,8			nur in Flecken, Max. Int. —1
50	Zinn	118,7	2	— 2	F. noch unsicher
51	Antimon	120,2	3	— 3	F.
55	Cäsium	132,81	6	— 1	Chrom.
56	Barium	137,37	9	8	F. Chrom. Flash
57	Lanthan	139,0	100	1	Chrom. Flash
58	Cer	140,25	249	0	Chrom. Flash
59	Praseodym	140,9	18	— 1	Chrom. Flash
60	Neodym	144,3	107	0	F. Chrom. Flash
62	Samarium	150,4	67	— 1	Chrom. Flash
63	Europium	152,0	5	1	Chrom. Flash
64	Gadolinium	157,3	15	0	Chrom. Flash (160)
66	Dysprosium	162,5	12	0	Chrom. Flash (196) (168)
68	Erbium	167,7	2	— 1	Chrom. Flash (175)
70	Ytterbium (Aldebaranium)	173,5	2	— 1	Chrom. Flash
72	Hafnium		12	— 1	Chrom. Flash

noch unsicher

Ord.-zahl	Element	Atom. Gew.	Livien-zahl	Max.-Int.	Bemerkungen
74	Wolfram	184,0	6	— 2	Unsicher
81	Thallium	204,0	2	— 2	Unsicher
82	Blei	207,2	6	— 2	Unsicher

Tabelle 22. Auf der Sonne spektroskopisch nachgewiesene Elemente.

64. Unsicher oder gar nicht auf der Sonne nachgewiesene Elemente. Bei manchen Elementen liegen die zu erwartenden Linien so weit im Ultravioletten, daß sie sich der astronomischen Beobachtung mehr oder weniger vollkommen entziehen. Das gilt z. B. für Schwefel, Bor, Fluor, Neon, Phosphor, Chlor, Argon, Arsen, Selen, Brom, Jod, Gold und Quecksilber. Die folgenden Elemente der Tabelle 23 sind vielleicht ebenfalls auf der Sonne spektroskopisch nachweisbar, sind aber bisher noch nicht hinreichend sichergestellt.

Ordnungszahl	Element	Spez. Gewicht
43	Masurium	
61	Illium	159,2
65	Terbium	163,5
67	Holmium	168,5
69	Thulium	174
71	Lutecium	181,0
73	Tantal	190,9
75	Rhenium	193,1
76	Osmium	195,0
77	Iridium	197,2
78	Platin	200,6
79	Gold	208,0
80	Quecksilber	
83	Wismut	
84	Polonium	
85	noch unbekannt	—
87	noch unbekannt	—

Tabelle 23. Elemente, deren Vorkommen in der Sonne noch nicht sicher bestätigt werden konnte

Ebenso ist der Nachweis für das Vorkommen radioaktiver Elemente, speziell des Radiums (177) noch nicht erbracht. Folgende Elemente sind nach Miß Payne weder im Sonnenspektrum noch in irgend einem Sternspektrum bisher mit hinreichender Sicherheit nachgewiesen worden (178):

Ordnungszahl	Element	Spez. Gewicht
9	Fluor	19,0
10	Neon	20,2
15	Phosphor	31,04
17	Chlor	35,46
18	Argon	39,88
33	Arsen	74,96
34	Selen	79,2
35	Brom	79,92
36	Krypton	82,92
52	Tellur	127,5
53	Jod	126,92
54	Xenon	130,2
79	Gold	197,2
86	Radon	222,4

Tabelle 24. Elemente, die weder im Sonnen- noch in Sternspektren bisher nachgewiesen wurden

Nach Neon, Argon, Krypton und Xenon wurde im Sonnenspektrum ausdrücklich gesucht, aber sie konnten auch in Spuren nicht nachgewiesen werden (179). Auch die von Fruman vermutete Identität gewisser Coronalinien mit dem Spektrum des Argons ist noch ganz unsicher. Bemerkenswert ist das Fehlen der ganzen Halogengruppe Fluor, Chlor, Brom, Jod, wobei es nicht ganz von der Hand zu weisen wäre, daß diese Stoffe schon Verbindungen eingegangen sind. Ferner fehlen aus der fünften und sechsten Gruppe des periodischen Systemes Phosphor, Arsen, Selen und Tellur; doch dürfte ihr Fehlen meist einfach spektroskopische Gründe haben.

Das Element Helium wurde bekanntlich bei der totalen Sonnenfinsternis von 1868 spektroskopisch entdeckt und erst viel später auch auf der Erde gefunden.

Im Flashspektrum scheinen die seltenen Erden deutlicher bemerkbar zu sein als im normalen Sonnenspektrum; Mitchell zählt 10 seltene Erden im Flashspektrum auf, mit insgesamt 233 Linien.

Ausschlaggebend für das Auftreten der einzelnen Linien ist natürlich die Lage ihrer Resonanzlinien, bzw. für das Auftreten der Funkenspektren der Betrag ihres Jonisationspotentials. Diese Größen müssen im allgemeinen im Laboratorium ermittelt werden, sie sind aber auch umgekehrt aus astrophysikalischen Beobachtungen ableitbar (178). Erst dann und bei genügender Kenntnis des zu erwartenden Spektrums kann man mittels der korrekten Sahaschen Formel im einzelnen Falle

entscheiden, ob ein Element wirklich nicht in genügender Menge vorhanden ist, um der Beobachtung zugänglich zu sein, oder ob es sich aus solchen physikalischen Gründen der Wahrnehmung entzieht. Diese Untersuchungen auch nur auf die Sonne auszudehnen, würde hier viel zu weit führen und ist auch in vielen Fällen heute mangels genauerer Daten noch nicht möglich. In einer Reihe von Fällen sind nicht einmal die Spektren der betreffenden Elemente genügend genau bekannt.

65. Verteilung der Elemente in der Sonnenatmosphäre. Die einzelnen Elemente erstrecken sich teilweise in verschiedene Höhen der Sonnenatmosphäre. In sehr großen Höhen wiegen vor Wasserstoff, Calcium, Helium, nach unten hin treten dann sehr bald Metalle wie Eisen, Titan, Magnesium u. a. hervor. Tief liegen zumeist Mangan und Kohle. Das Fehlen der sehr schweren Elemente überhaupt hat sicherlich seinen Grund zum Teil darin, daß diese in den obersten Schichten infolge ihres großen Gewichtes wirklich prozentual sehr viel weniger häufig anzutreffen sind.

Die Verteilung der Elemente über die Sonnenscheibe ist öfter eine ungleichförmige, obgleich durch die stete Durcheinanderbewegung der Gase ein mehr oder minder wohldefinierter mittlerer Zustand sich eingestellt haben muß. Das läßt schon der bloße visuelle Anblick der Sonne vermuten, die eine sehr ungleichförmige Struktur der Oberfläche zeigt. In dieser körnigen Struktur (Granulation) fallen dem Beobachter oftmals hellere Lichter (Fackeln) und andere Gebilde, sowie die bekannten Sonnenflecke, auf. Monochromatische Aufnahmen der Sonne im Lichte einer bestimmten Spektrallinie lassen auf den ersten Blick die Verteilung einzelner Emissionen auf der optisch zugänglichen Sonnenoberfläche erkennen. Bei sehr breiten Linien, wie bei der H- und K-Linie des Calciums oder den Wasserstofflinien, lassen sich auch durch Einstellung bestimmter Teile der Linie verschiedene Tiefen der Sonnenatmosphäre untersuchen. Derartige, besonders auf dem Mt. Wilson (180) zahlreich vorgenommene Untersuchungen haben eine Fülle von Einzelheiten zutage gefördert und den Nachweis für den dauernd wechselnden und sehr unruhevollen Zustand der Gasmassen gebracht (181). Ausgedehnte Wasserstoff- und Calciumwolken zeigen sich auf vielen Spektroheliogrammen; die gleichen Elemente scheinen auch in den Fackeln und Flockuli der Oberfläche eine bedeutsame Rolle zu spielen. Dabei ist indessen zu bedenken, daß öfter an Stelle einer wirklich größeren Konzentra-

tion der betreffenden Elemente nur die Anregungsbedingungen an den betrachteten Stellen für die Aussendung der betreffenden Linie besonders günstig sein mögen.

Allgemein ergibt sich folgendes Bild: Offenbar infolge geringeren Druckes und also fortschreitender Jonisation wird das Chromosphärenspektrum mit zunehmender Höhe immer ärmer an Linien. In höchsten Höhen sind nur noch nachweisbar Wasserstoff und Calcium und der noch unbekannte Träger der Linie λ 5316,9 A. E. Nach unten hin nimmt der Linienreichtum immer mehr zu. Höhere Jonisationsstufen liegen im allgemeinen höher als niedrigere, ebenso liegen die merklich schwereren Elemente tiefer. Mittels Rotationsbeobachtungen nach dem Dopplerprinzip der Linienverschiebung,

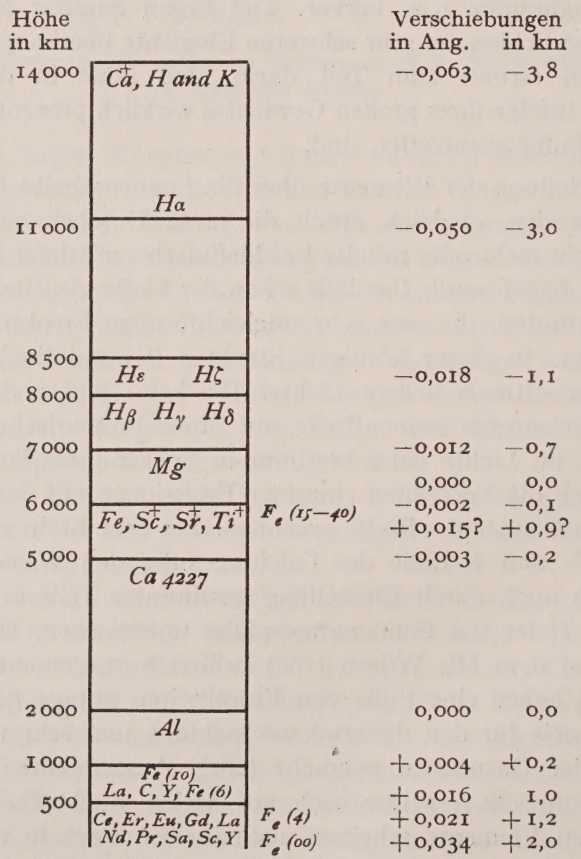


Fig. 8. Absolute Höhen aus Flash-Linien; relative Höhen aus Linienverschiebungen (St. John).

dem Studium von Strömungsvorgängen an Flecken und aus Finsternisbeobachtungen kann man ungefähr einen Schluß auf die durchschnittliche Höhe der einzelnen Elemente ziehen. St. John (182) gibt folgende Reihenfolge von unten nach oben, die aber nur als ein sehr rohes Schema anzusehen ist; die abgerundeten Atomgewichte sind in Klammern beigefügt: Nb (94), Pb (207), Yb (173), Ce (142), Cd (112), Nd (144), La (138), Zr (91), Y (89), Zn (65), CN (28), V (51), Ba (137), Sc (44), Co (59), Mn (55), Cr (52), Ti (48), Ni (58), Si (28), Al (27), Sr (87), Fe (57), Na (23), Mg (24), H (1), Ca (40). Eine gewisse Schwierigkeit in der Abschätzung der einzelnen Höhen ergibt sich aus der Tatsache, daß die stärkeren Linien im allgemeinen eine größere Höhe ergeben, als die schwachen und daß man mit wachsender Wellenlänge offenbar in immer tiefere Schichten blickt. Aus Mitchells Finsternisaufnahmen leitet St. John (183) das nebenstehende, natürlich wiederum nur ganz allgemeine Schema für die Höhenverteilung der Elemente ab.

66. Chemische Verbindungen auf der Sonne. An Verbindungen sind im Sonnenspektrum nachgewiesen worden Kohlenwasserstoffe (C + H), die dem Molekül CH (Methin) entsprechen (184) (Bande bei λ 4314 A. E. bei der Fraunhoferschen G-Gruppe), ferner der Träger der bekannten Cyanbande und Ammoniak von Fowler und Gregory (185). Fowler hat auch gezeigt, daß die Bande λ 3064 A. E., die dem Wasserdampf bzw. der OH-Gruppe zugeschrieben wird, mit etwa 150 Linien im Sonnenspektrum vorkommt (186). Die Bande (C + H) scheint nach Lowater im Flashspektrum nicht vorzukommen, es weicht hierin also vom Fraunhoferschen Spektrum offenbar ab. Das Molekül C_2 läßt sich durch sein Bandenspektrum ebenfalls nachweisen.

67. Sonnenflecke. Die hauptsächlich mit den großen Turm-Teleskopen auf dem Mt. Wilson gewonnenen spektroheliographischen Aufnahmen der Sonnenoberfläche lassen kaum einen Zweifel, daß wir es in den Sonnenflecken mit Wirbelvorgängen zu tun haben, die in die tieferen Schichten der Sonne bis in die Photosphäre hinabreichen. Insbesondere die schönen Fleckenaufnahmen des Wasserstoffs zeigen sehr ausgesprochene spiralige Strömungsstrukturen. Es gilt als Regel nach Beobachtungen von Cortie, daß Flecken stets paarweise auftreten (187). Der Spektroheliograph verrät durch die Struktur der Flockuli auch dort die in der Tiefe tätigen Wirbel, wo sie gewöhnliche visuelle Beobachtung nicht mehr wahrnimmt. Eversheds (188) und St. Johns (181) Unter-

suchungen lassen erkennen, daß es sich bei den Fleckphänomenen allgemein um ein Ausfließen von Gasen aus der umkehrenden Schicht und um ein Einstürzen von der Chromosphäre her handelt. Die ebenfalls sehr ausgedehnten Untersuchungen von Sonnenflecken auf dem Mt. Wilson (189) lassen wohl als sicher hinzustellen gelten, daß die Fleckengebiete Stellen geringerer Temperatur bzw. geringerer Anregung der Atome entsprechen. Zahlreiche Linien des normalen Sonnenspektrums erscheinen im Fleckenspektrum entsprechend der geringeren Anregung geschwächt, andere verstärkt, und neben zahlreichen neuen Linien treten ausgedehnte Bandensysteme auf als Beweis, daß bereits sehr hitzebeständige, molekulare Verbindungen vorkommen. Von den Veränderungen besonders betroffen wird stets der langwellige Teil des Spektrums. An Verbindungen sind in Sonnenflecken nachgewiesen worden TiO (190), MgH durch Fowler (191), CaH durch Olmsted (192) und wohl auch BO (160, 193), sowie vermutlich H_2. TiO und CaH scheinen im eigentlichen Sonnenspektrum überhaupt nicht vorzukommen, MgH ist dort vielleicht in Spuren nachweisbar. Von über 8000 im Fleckenspektrum auftretenden neuen Linien, die das Verzeichnis der Mt. Wilson-Beobachtungen aufweist, gehören fast 80% folgenden drei Verbindungen:

TiO	5200 Linien
CaH	600 Linien
MgH	500 Linien

Da die Bandenspektren zuverlässige Criterien für den Bau der Moleküle liefern, müssen diese chemischen Formeln als richtig angesehen werden, obwohl sie von den sonst geläufigen abweichen.

Nach Cortie ist auch das Auftreten von Wasserdampfbanden im Sonnenfleckenspektrum wahrscheinlich. Außer den genannten Banden treten auch Bande von Kohlenwasserstoffen, wohl vom Methin, im blauen Teile des Fleckenspektrums nahe λ 4314 A. E. auf (194). Dagegen suchte Eagle im Fleckenspektrum vergeblich nach Banden von SrH und BaH. Eine interessante Untersuchung über das Auftreten von Molekülen in Sternatmosphären hat neuerdings R. Wildt veröffentlicht (235), auf die hier verwiesen werden mag. Die Heliumlinie D_3 läßt sich im Fleckenspektrum zuzeiten in Absorption beobachten, während sie sonst nur in Emission in den obersten Schichten der Sonnenatmosphäre auftritt.

68. Protuberanzen. Die Protuberanzen erheben sich über den eigentlichen Sonnenrand öfter um mehr als einen halben Sonnendurchmesser hoch, wobei Eruptionsgeschwindigkeiten bis zur Größenordnung von etwa 800 km/sec beobachtet wurden. Die eruptiven Formen sind außerordentlich rasch veränderlich, oft innerhalb von Minuten. Die sog. ruhenden Formen, die oft scheinbar losgelöst über dem eigentlichen Sonnenrande zu schweben scheinen, können tagelang beobachtet werden. Protuberanzen können zu jeder Zeit mittels des Spektroskopes oder des Spektroheliographen im Lichte einer geeigneten Spektrallinie erblickt werden. Der Mechanismus ihres Zustandekommens ist noch ganz ungeklärt, doch scheint ihr Auftreten eng mit der Entstehung von Sonnenflecken verknüpft zu sein. An chemischen Elementen sind in den Protuberanzen anwesend Wasserstoff, Calcium, Helium und wohl auch Strontium. In den etwas seteneren sog. metallischen Protuberanzen sind die meisten auch in den obersten Chromosphärenschichten nachweisbaren Metalle vorhanden, vor allem Eisen, Titan, Magnesium, Scandium und Aluminium. Die Verteilung der Emissionen von Wasserstoff (H_2) und Calcium (H- und K-Linie) in Protuberanzen haben Abetti und Smith (195) untersucht. Sie fanden merkliche Ungleichförmigkeit in der Verteilung. Calcium war noch in größeren Höhen nachzuweisen, als Wasserstoff. Ausführliche Untersuchungen stehen aber noch aus.

69. Korona. Gelegentlich totaler Sonnenfinsternisse läßt sich die weitere Umgebung der Sonne, die Korona, beobachten, eine offenbar den ganzen Sonnenball umgebende neblig-schleirige Hülle von großer Ausdehnung und komplizierter, stets wechselnder Struktur. Unsere Kenntnisse dieses Gebildes sind noch recht gering, da Beobachtungen nur während der wenigen Augenblicke einer totalen Sonnenfinsternis möglich sind. In der Tat kann der eifrigste Beobachter in seinem ganzen Leben kaum eine Stunde lang Gelegenheit haben, die Korona zu beobachten. Sie zeigt ein wesentlich kontinuierliches Spektrum, das in den mittleren und äußeren Teilen schwach das Fraunhofersche Spektrum erkennen läßt und das vielleicht von reflektiertem Sonnenlichte stammt, zumal das Koronalicht sich als polarisiert erwiesen hat (196). Die Intensitätsverteilung gegenüber dem Sonnenspektrum scheint entgegen den meisten anderen Beobachtern, die eine Rotverschiebung konstatierten, nach Ludendorff (197) nicht verändert zu sein. Über dieses kontinuierliche Spektrum lagert sich, gegenüber diesem stark zurücktretend, ein Emissionsspektrum von etwa

40 Linien, deren stärkste die bekannte Koronalinie bei λ 5303,0 A. E. ist.

Das Aussehen der Korona ist fast von Finsternis zu Finsternis verschieden, offenbar aber in starkem Maße vom Fleckenzustand der Sonnenoberfläche und sogar von der Fleckenverteilung abhängig, wie Ludendorff (198) zeigen konnte. Ebenso ist auch das Emissionsspektrum fast von Finsternis zu Finsternis verschieden, obwohl manche scheinbaren Unterschiede wohl auf Rechnung der sehr verschiedenen Beobachtungsbedingungen zu setzen sind.

Es ist bisher nicht gelungen, irgendwelche Linien des Emissionsspektrums der Korona im Laboratorium zu erzeugen, obwohl es an theoretischen Deutungsversuchen nicht gefehlt hat. Für das früher als Träger hypothetisch angenommene Element Koronium bleibt in dem modernen Atomschema kein Platz. In einer Reihe von Arbeiten hat sich Nicholson (199) um die Deutung der Koronalinien auf der Grundlage der Planckschen Quantentheorie gemüht, doch war auch diesen Versuchen kein Erfolg beschieden.

Auf Grund der modernen Kenntnisse der Ionisationsvorgänge, der Sahaschen Theorie und des Bohrschen Atommodells hat Pannekoek (200) im Ca^{++} den Träger des Koronaspektrums vermutet.

Nach dem Stande unserer heutigen atomtheoretischen Kenntnisse kann wohl kein Zweifel mehr bestehen, daß wir im Koronaspektrum die im Augenblicke noch unbekannte Emission eines oder mehrerer der bekannten Elemente vor uns haben, entweder in einer von uns bisher nicht reproduzierbaren Ionisationsstufe oder vielleicht auch Emissionen aus sogenannten metastabilen (verbotenen) Übergängen, wie wir sie bei der Deutung der Nebellinien weiter unten kennenlernen werden. Die eigenartigen Anregungsbedingungen, unter denen die Koronamaterie steht, zusammen mit ihrer außerordentlich geringen Dichte und ihrer großen Schichtdicke mag eine solche Erklärung, die zu bestätigen nur noch eine Frage der Zeit sein kann, vollauf rechtfertigen. Deutungsversuche nach dieser Richtung von Saha haben noch zu keinem Ergebnis geführt (201). Die Dichte der Korona muß ganz außerordentlich gering sein; sie liegt vielleicht bei $10^{-15}\,g \cdot cm^{-3}$ und ihr unterer Grenzwert mag dem von Eddington sog. Vakuum des interstellaren Raumes mit $10^{-23}\,g \cdot cm^{-3}$ nahekommen. Doch schwanken die bisher erhaltenen Dichteangaben um mehrere Zehnerpotenzen.

Campbell und Moore (169) geben die Wellenlängen der gemessenen unbekannten Koronalinien von 1893 bis 1918; die wesentlichsten Linien sind folgende:

λ		
3164	A. E.	?
3170		?
3237		?
3288		? schwach
3328,2		ziemlich stark
3359		schwach
3388		sehr stark
3455		stark
3461		? schwach
3505		schwach
3534		? schwach
3601,3		merklich stark
3626		schwach
3641,4		ziemlich schwach
3643,0		ziemlich schwach
3648		ziemlich schwach
3651		? schwach
3801,0		ziemlich schwach
3865		schwach
3891		schwach
3986,9		ziemlich stark
4086,0		ziemlich stark
4130		? schwach
4231,4		ziemlich stark
4241		schwach
4244,8		schwach
4311		schwach
4359		ziemlich schwach
4398		? sehr schwach
4533,4		schwach
4567		? ziemlich schwach
4586		ziemlich schwach
4722		? schwach
4725		? schwach
4779		schwach
5073		schwach
5118		schwach
5303,1		sehr stark
5536		schwach
6374,2		stark

Tabelle 25. Bisher unbekannte Koronalinien

Die Wellenlängen sind häufig nicht sehr sicher. Von der Finsternis 1914 berichtet Cortie (202), daß auch im roten Teile des Spektrums noch Liniengruppen aufgetreten seien, die scheinbar einem Bandensystem angehörten, nämlich je mehrere Linien zwischen den Wellenlängen 6643,9 und 6630,5, ferner zwischen 6530,9 und 6502,8 und

zwischen 6384,3 und 6363,0 A. E. Von Linien im Ultraroten berichten auch Curtis und Burns (203) 1925; die stärkste lag bei λ 7896 A. E.

Über die Konstitution der Korona herrscht noch völlige Ungewißheit. Feste Partikel, Meteorstaub u. dergl., die dort vielleicht durch den Strahlungsdruck getragen werden, scheinen bei der großen Nähe zur Sonne ausgeschlossen. Eine Fülle von Koronatheorien, auf die einzugehen hier viel zu weit führen würde, ist im Laufe der Zeit entstanden. Nach Schwarzschild (204) hat die Annahme einer Art Elektronenwolke viel für sich, die neuerdings durch Anderson (205) eine sehr ausführliche Bearbeitung gefunden hat. Eine interessante Untersuchung hat vor kurzem auch Minnaert (205a) veröffentlicht.

70. **Allgemeines.** Wenn man zusammenfassend unsere Kenntnis der obersten Sonnenschichten überblickt, so wird man zu dem Schluß geführt, daß wir keinen hinreichenden Grund haben, das Vorkommen irgendeines der uns bekannten Elemente auf der Sonne zu bezweifeln. Wo ein Element zu fehlen scheint, wird sich fast stets ein hinreichender Grund angeben lassen, der seinen Nachweis unwahrscheinlich erscheinen läßt. Sei es, daß die zu erwartenden Linien in einem nicht zugänglichen Spektralbereich liegen, wie bei den Halogenen, sei es, daß uns die Spektren selber noch nicht hinreichend bekannt sind, wie bei einem Teile der seltenen Erden. Elemente, wie zum Beispiel Wismuth und Radium sind offenbar infolge ihrer offensichtlichen Seltenheit und ihres großen Atomgewichtes in den unserer spektroskopischen Untersuchung zugänglichen Schichten nur noch in Mengen vorhanden, die zum spektroskopischen Nachweise nicht mehr ausreichen.

71. **Häufigkeit der Elemente in der Sonnenatmosphäre.** Über diese nur qualitativen Aussagen hinaus läßt die Entwicklung der modernen spektroskopischen Forschung hoffen, in kurzem auch gewissere Angaben über die wirklichen quantitativen Verhältnisse der Elemente, wenigstens in den uns spektroskopisch zugänglichen Schichten der Sonne zu machen. Solche quantitativen Angaben müssen sich theoretisch gewinnen lassen aus der Erforschung der Intensitäten und der Struktur der Spektrallinien und aus Untersuchungen der Intensitätsverteilung innerhalb der Linien selber. Sie werden also im wesentlichen von mikrophotometrischen Intensitätsmessungen der Absorptionslinien der Sonnen- und auch der Fixsternspektren zu erwarten sein. Derartige Versuche zu quantitativen Bestimmungen sind in der allerletzten Zeit von verschiedenen Seiten in Angriff genommen worden und haben zunächst nur einen sehr vorläufigen und orientieren-

den Charakter, besonders hinsichtlich der mitgeteilten Resultate. Doch ist von diesen Untersuchungen für die Zukunft so viel zu hoffen, daß es gerechtfertigt erscheint, sie hier kurz zu erwähnen.

72. Quantitative Spektralanalyse. Wir stellen uns vor, daß ceteris paribus die Intensität einer Spektrallinie, bzw. diejenige einer Absorptionslinie, unmittelbar in Beziehung steht zur Anzahl der zur Emission bzw. Absorption der betreffenden Frequenz befähigten Atome (206). Sind also in der eine Absorptionslinie erzeugenden Schicht nur wenige Atome des betreffenden Elementes vorhanden, so werden die vom Grundzustand des Atomes ausgehenden Linien („raies ultimes" nach Gramont; „ultimate lines") nur schwach in Erscheinung treten können. Wächst die Atomzahl, so werden diese Linien zunehmend stärker und es beginnen auch die Absorptionen höherer Atomniveaus zu erscheinen. Mit weiter zunehmender Konzentration beginnen die Grundlinien sich zu verbreitern und setzen schließlich sog. „Flügel" an („winged lines"), wodurch z. B. gewisse Linien im Sonnenspektrum 50 und mehr A. E. weit sich bemerklich machen. Diese gleiche Erscheinung muß sich sinngemäß auch in höheren Ionisationsstufen zeigen und sich ebenfalls für die einzelnen Glieder einer Serie wiederholen. Unter Berücksichtigung der überhaupt von einem Element zu erwartenden Linien und ihrer Anregungsbedingungen muß sich also aus den „winged lines" quantitativ ein Bild der Massenverhältnisse der Elemente gewinnen lassen.

Es ist klar, daß die Verhältnisse komplizierter liegen und daß die wirkliche Anzahl der bei einem Absorptionsvorgang wirksamen Atome durch gewisse thermodynamische und quantentheoretische Beziehungen bestimmt sein wird (207). Einen ersten und immerhin noch als sehr roh zu betrachtenden Versuch hat Russell (208) nach dieser Richtung unternommen. Er ermittelte im Sonnenspektrum die auffälligsten „winged lines" und ihre Serienbeziehungen, und es erscheint die Annahme gerechtfertigt, daß die diesen Linien entsprechenden Elemente auch tatsächlich quantitativ in der Sonnenatmosphäre vorwiegen. Es sind dies, geordnet nach der Zahl der benutzten Linien die Elemente Eisen, Nickel, Magnesium, Calcium neutral und ionisiert, Titan ionisiert, Wasserstoff, Natrium, Aluminium, Silicium, Chrom und Strontium ionisiert; also Elemente, die auch in der Erdkruste z. T. häufig angetroffen werden. Das bemerkenswerte Fehlen von Sauerstoff in obiger Zusammenstellung erklärt sich leicht aus dem Mangel geeigneter Linien dieses Elementes. Eine besondere

Stellung bei allen diesen Betrachtungen scheint dem Wasserstoff zuzukommen, der, wie wir weiter unten sehen werden, in der Astrophysik überhaupt eine ganz besondere Rolle spielt. Die Besonderheit, daß nur für Wasserstoff der Quotient von Masse und Kernladung gleich 1 wird, führt bei Berücksichtigung der elektrostatischen Kräfte im Sterninnern nach Rosselands (152) Untersuchungen dazu, daß sich der Wasserstoff speziell an der Sternoberfläche anhäufen muß.

73. **Quantitative Abschätzungen A. Unsölds.** Auf eine Methode, quantitative Aussagen zu machen über die Verteilung der Elemente in den Atmosphären der Fixsterne, wenn eine gewisse, und, wie wir noch sehen werden, vielleicht berechtigte Gleichförmigkeit bei allen Fixsternen angenommen wird, werden wir weiter unten noch eingehen (209). Für die Sonne, die einen durchaus normalen Fall eines Fixsternes darstellt, würden die dort angegebenen Werte ebenfalls gelten. Einen weiteren Weg zur quantitativen Spektralanalyse zeigte A. Unsöld (210). Die Beschreibung des Intensitätsverlaufes in einer Absorptionslinie eines Sternspektrums kann nicht nach der einfachen Absorptionsformel erfolgen, denn die zur Seite gestreute Strahlung wird keineswegs restlos absorbiert, wie es die Ableitung der genannten Formel voraussetzt, sondern an die Photosphäre zurückgegeben und zum Teil nach außen weitergeleitet. Es müssen vielmehr die Formeln der Diffusion der Strahlung nach Schuster (211) und Schwarzschild (212) angesetzt werden. Die absorbierte Energie wird wesentlich mit der gleichen Frequenz nach allen Seiten emittiert. Zum mindesten für die Entstehung starker Resonanzlinien ist im wesentlichen dieser Vorgang der sog. Resonanzstreuung maßgeblich. In den die Breite und den Intensitätsverlauf beschreibenden Gleichungen tritt das Produkt $H \cdot N$ aus Atomzahl N pro cm^3 und der Höhe H der wirksamen „homogenen" Atmosphäre auf, also direkt die Zahl der über einem cm^3 der Sternoberfläche lagernden Atome. Aus den durch mikrophotometrische Registrierungen von Absorptionslinien gewonnenen Absorptionskurven konnte Unsöld für Calcium und Strontium das Mengenverhältnis der jonisierten und unjonisierten Atome ableiten, also die Größe $(NH)^+/(NH)$. Aus dem Verhältnis der jonisierten und der neutralen Atome läßt sich aber andererseits nach der Sahaschen Formel bei Kenntnis der Temperatur und der Ionisierungsspannung der Partialdruck der freien Elektronen P_e berechnen. Mit dieser Größe und einem aus geeigneten Absorptionslinien gewonnenen NH

vermag man aber alsdann wieder aus der Sahaschen Formel die Gesamtzahl der Atome des betreffenden Elementes über einem cm^3 der Oberfläche anzugeben, denn Sahas Formel gibt x, die relative Zahl der in einem bestimmten Ionisationszustande befindlichen Atome, das Produkt NH aber die Häufigkeit der betreffenden Ionisationsstufe selber, womit die Gesamtzahl der betreffenden Atome bestimmbar wird. Unsöld findet folgende „Häufigkeiten", d. i. die Zahl der über einem cm^3 liegenden Atome:

Natrium	$64{,}10^{18}$
Aluminium	22
Calcium	23
Strontium	0,021
Barium	0,004

in recht guter Übereinstimmung mit den später anzugebenden Werten von Miss Payne.

Die für derartige vielversprechende Untersuchungen einzelner Spektrallinien erforderlichen instrumentellen Hilfsmittel und die rein beobachtungstechnischen Schwierigkeiten speziell der Photometrie sind nicht gering und gegenwärtig noch von verschiedenen Seiten Gegenstand besonderer Untersuchungen (213).

Es braucht bei diesen Betrachtungen nicht vorausgesetzt zu werden, daß der Mechanismus, der der Formel von Unsöld zugrunde liegt, in den Sternatmosphären in aller Strenge erfüllt ist. Formeln, wie sie von Stewart oder Slater und Harrison beispielsweise entwickelt wurden, oder gewisse Exponentialausdrücke, geben ähnliche gute Übereinstimmung und das wesentliche ist, daß die Zahl der effektiven Atome bei allen Ausdrücken in ähnlicher Weise eingeht.

74. Quantitative Abschätzungen Russells. Ganz neuerdings hat H. N. Russell als weiteren vorbereitenden Vorstoß in diesem neuen Gebiet eine umfangreiche quantitative Studie über die chemische Zusammensetzung der Sonnenatmosphäre veröffentlicht (208). H. N. Russell, W. S. Adams und C. E. Moore leiteten nämlich für die sehr umfangreichen Intensitätsschätzungen der Fraunhoferschen Linien im Rowlandschen Atlas des Sonnenspektrums eine empirische Formel ab von der Form

$$\log N = B \log A$$

worin A eine empirisch zu bestimmende Funktion der Rowlandschen Intensitäten, B eine Funktion der Wellenlängen ist. N bedeutet bis auf einen konstanten Faktor die Zahl der bei der Erzeugung einer Absorptionslinie wirksamen Atome und entspricht der früheren Größe $N \cdot H$ aus den Formeln Unsölds. Die empirisch aufzusuchenden Beziehungen wurden mit Hilfe von mehr als 200 Multiplets erhalten, für die die Intensitäten aus dem Korrespondenzprinzip, also nur mittels der Quantenzahlen der Linien, verfügbar waren. In Verbindung mit den oben erwähnten Ableitungen und Beobachtungen Unsölds, die ebenfalls die Zahl der wirksamen Oszillatoren geben, lassen sich für diese Relativzahlen N absolute Werte ableiten.

Russell findet die Zahl der zur Erzeugung einer Linie von der Rowlandschen Intensität o erforderlichen Oszillatoren von der Größenordnung $6 \cdot 10^{12}$ pro cm^2. Für das Atomgewicht m wird die entsprechende Masse pro cm^2 also $1.0 \cdot 10^{-11} \cdot m\ g\ cm^{-2}$, oder für die ganze Sonnenoberfläche mehr als eine halbe Million Tonnen multipliziert mit dem betreffenden Atomgewicht. Da Linien von der Intensität o schon zu den recht schwachen gehören, ist der spektroskopische Nachweis von Elementen immerhin schon an das Vorhandensein recht beträchtlicher absoluter Mengen gebunden. Verhältnismäßig, bezogen auf die umkehrende Schicht, die auf die Größenordnung von 10^{15} Tonnen zu schätzen ist, sind es freilich kleine Mengen.

Mit fernerer Berücksichtigung der Ionisation (Sahasche Formel) und einer empirisch zu korrigierenden möglichen Abweichung vom thermodynamischen Gleichgewicht lassen sich schließlich für die einzelnen Elemente die Gesamtzahlen der neutralen und der einmal ionisierten Atome pro Flächeneinheit für die verschiedenen Energieniveaus ableiten. Zweimal ionisierte Atome, die nur noch einen sehr geringen Mehrbetrag liefern, werden nicht mehr berücksichtigt. Mit den vorläufig verfügbaren Daten können somit genähert die über der Flächeneinheit lagernden Mengen der einzelnen Elemente berechnet werden. Die größte Unsicherheit wird durch die bisher nicht genau bekannte Abweichung von der Voraussetzung des Vorhandenseins thermodynamischen Gleichgewichts verursacht. Dadurch werden besonders die Werte für die Elemente mit geringem Atomgewicht, wie z. B. für die Nichtmetalle, beeinflußt. Die Werte für die Metalle sind nach Russell vermutlich nicht sehr stark verfälscht. Er teilt als Resultat seiner Betrachtungen die folgenden Zahlen mit: T ist die Gesamtzahl der neutralen und einmal ionisierten Atome des betreffenden Elementes in Einheiten von $6 \cdot 10^{12}$ Atomen pro cm^2, Q die Ge-

samtmasse der betreffenden Atome oder Moleküle in Einheiten von $1{,}0 \cdot 10^{-11}\,g \cdot cm^{-2}$. Die letzte Kolonne gibt die absoluten Gewichte der den einzelnen Elementen zufallenden Mengen in der bequem zu übersehenden Einheit von $100\,mg \cdot m^{-2}$. Die noch ganz unsicheren Werte einiger Nichtmetalle, wie besonders des Wasserstoffs und des Sauerstoffs, sind nur der Vollständigkeit halber beigefügt und stehen in Klammern.

Kursivdruck ist für solche Werte benutzt, die nur ungefähr der Größenordnung nach richtig sein mögen, ein Fragezeichen steht bei den Werten, für die die Zuordnung der betreffenden Linien zweifelhaft ist.

Ordn.-zahl	Element	log T	log C	$100\,mg \cdot cm^{-2}$
1	*Wasserstoff*	11,5	11,5	(300000)
3	*Lithium*	2,0	2,8	0,0006
4	Beryllium	1,8	2,8	0,0006
6	*Kohlenstoff*	7,4	8,5	(300)
7	Stickstoff	7,6?	8,7?	(500)
8	*Sauerstoff*	9,0	10,2	(16000)
11	Natrium	7,2	8,6	400
12	Magnesium	7,8	9,2	1500
13	Aluminium	6,4	7,8	60
14	Silicium	7,3	8,8	600
16	*Schwefel*	5,7	7,2	(16)
19	*Kalium*	6,8	8,4	250
20	Calcium	6,7	8,3	200
21	Scandium	3,6	5,3	0,2
22	Titan	5,2	6,9	8
23	Vanadium	5,0	6,7	5
24	Chrom	5,7	7,4	25
25	Mangan	5,9	7,6	40
26	Eisen	7,2	9,0	1000
27	Cobalt	5,6	7,4	25
28	Nickel	6,0	7,8	60
29	Kupfer	5,0	6,8	6
30	Zink	4,9	6,7	5
31	*Gallium*	2,0	3,8	0,006
32	Germanium	3,0	4,9	0,08
37	*Rubidium*	1,7	3,6	0,004
38	Strontium	3,3	5,2	0,15
39	Yttrium	2,6	4,5	0,03
40	Zircon	2,5	4,5	0,03
41	*Niobium*	1,0	3,0	0,001

Ordn.-zahl	Element	log T	log Q	100 mg · cm^{-2}
42	Molybden	1,4	3,4	0,003
44	Ruthenium	1,7	3,7	0,005
45	Rhodium	0,5	2,5	0,0003
46	Palladium	1,1	3,1	0,0012
47	Silber	1,0	3,0	0,001
48	*Cadmium*	2,2	4,2	0,015
49	*Indium*	0,0	2,1	0,0001
50	Zinn	1,2 ?	3,3 ?	0,002
51	*Antimon*	0,8	2,9	0,001
56	Barium	3,3	5,4	0,25
57	Lanthan	1,8	3,9	0,008
58	Cer	2,4	4,6	0,04
59	*Praseodym*	0,6	2,8	0,001
60	Neodym	2,0	4,2	0,015
62	Samarium	1,5	3,7	0,005
63	*Europium*	1,4	3,6	0,004
64	*Gadolinium*	1,1	3,3	0,002
66	*Dysprosium*	1,6	3,8	0,006
68	*Erbium*	0,1	2,3	0,0002
72	Hafnium	0,4	2,6	0,0004
74	Wolfram	0,2	2,5	0,0003
78	Platin	1,6	3,9	0,008
81	Thallium	1,4 ?	3,7 ?	0,005
82	Blei	1,2	3,5	0,003
	für die Verbindungen ergeben sich			
	CN	3,2	4,6	0,04
	C_2	1,3	2,7	0,0005
	CH	3,0	4,1	0,012
	NH	2,1	3,3	0,002
	OH	3,0	4,2	0,015
	BO	1,4	2,8	0,0006

Tabelle 26. Quantitative Verteilung der Elemente und einiger Verbindungen in der Sonnenatmosphäre

Russell gibt in seiner genannten Arbeit folgendes interessante Diagramm, worin die Werte von log Q für die einzelnen Elemente aufgetragen sind.

Die weniger gesichteten Werte sind durch offene Kreise angedeutet.

Ganz offenbar spricht sich in diesem Diagramm die Harkinsche Regel (33) aus, daß Elemente mit gerader Ordnungszahl häufiger sind als mit ungerader. Im Mittel des vorliegenden Materials scheinen die

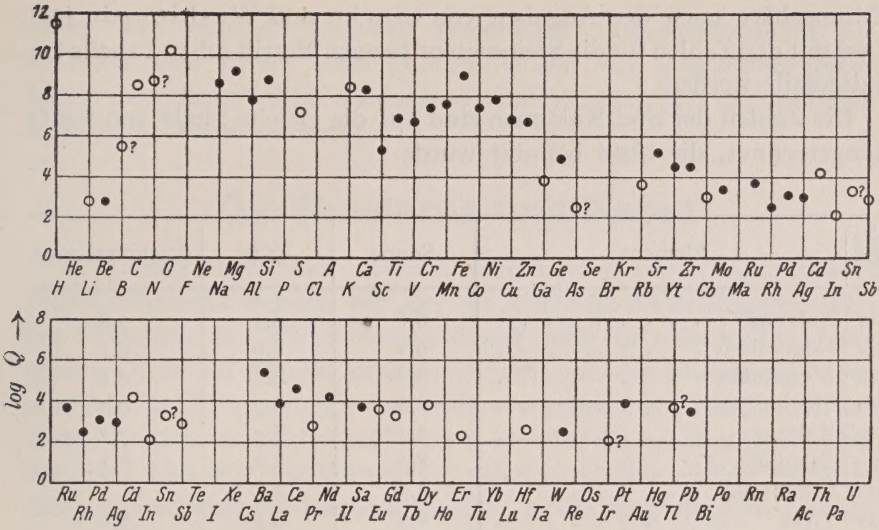


Abb. 9. Häufigkeit der Elemente in der Sonnenatmosphäre (nach Russell).

Elemente gerader Ordnungszahl zehnmal häufiger zu sein als diejenigen mit ungerader Zahl.

In bemerkenswert geringen Mengen kommen die Verbindungen vor, die man wegen ihrer spektroskopisch auffälligen Banden leicht in größeren Mengen vermutet hätte. Helium ist unter den angeführten Zahlen nicht genannt. Eine Abschätzung seiner Menge scheint noch nicht möglich, doch dürfte es in recht beträchtlicher Menge anwesend sein.

Die Zahlen lassen erkennen, daß die Elemente Natrium, Magnesium, Silicium, Kalium, Calcium und Eisen allein etwa 95% der gesamten Masse ausmachen. Etwa 80% der Metallatome sind ionisiert. Die entsprechenden Werte für die Nichtmetalle sind sehr viel unsicherer und wohl im einzelnen noch nicht für eine Diskussion reif. Schätzungsweise ist der Gewichtsanteil des Sauerstoffs etwa 4mal, der des Wasserstoffs etwa 8mal so groß als der aller Metalle zusammen. Für die Sonnenatmosphäre gibt Russell schließlich folgende Abschätzung: 60 Volumenteile Wasserstoff, 2 Teile Helium, 2 Teile Sauerstoff, 1 Teil Metalldämpfe, 0,8 Teile freie Elektronen.

Obgleich allen vorstehenden Abschätzungen nur eine sehr vorläufige Bedeutung zukommt, mag doch in der folgenden Tabelle 27 der Vergleich dieser für die Sonnenatmosphäre gewonnenen Zahlen mit den Werten für die äußere Erdkruste einschließlich der Ozeane und der

Atmosphäre nach den Angaben von Clarke und Washington (31) und mit den Zahlen für die Steinmeteorite nach Merrill (oben Tabelle 11) mitgeteilt werden.

Die Zahlen der drei Kolonnen sind auf die gleiche Skala von log Q umgerechnet, die oben benutzt wurde.

Ordn.-zahl	Element	Sonne	Erde	Steinmeteorite
11	Natrium	8,6	8,7	7,8
12	Magnesium	9,2	8,6	9,1
13	Aluminium	7,8	9,2	8,2
14	Silicium	8,8	9,7	9,3
19	Kalium	8,4	8,7	7,2
20	Calcium	8,3	8,8	8,1
21	Scandium	5,3	3	
22	Titan	6,9	8,1	7,0
23	Vanadium	6,7	6,9	
24	Chrom	7,4	7,1	7,5
25	Mangan	7,6	7,3	7,3
26	Eisen	9,0	9,0	9,4
27	Cobalt	7,4	5,8	7,1
28	Nickel	7,8	6,8	8,2
29	Kupfer	6,8	6,3	6,2
30	Zink	6,7	5,9	
1	Wasserstoff	11,5	8,3	6,9
6	Kohlenstoff	8,5	7,4	7,2
7	Stickstoff	8,7?	6,8	
8	Sauerstoff	10,2	9,7	9,6
9	Fluor		6,8	
15	Phosphor		7,4	7,0
16	Schwefel	7,2	7,3	8,3
17	Chlor		7,7	6,9

Tabelle 27. Mengenverhältnisse einiger Elemente in der Sonnenatmosphäre, der Erdkruste und den Steinmeteoriten

Die Übereinstimmung ist nicht schlecht. Ein Mangel an Alkalien ist bei den Meteoriten zu bemerken. Für die Nichtmetalle sind die Zahlen der ersten Kolonne wiederum ganz unsicher.

Die vorangehenden Überlegungen lassen auch eine Abschätzung darüber zu, warum die Linien einer Reihe von Elementen im Sonnenspektrum bisher nicht beobachtet wurden. Aus ihren zu erwartenden Linien und ihrer vermutlichen Häufigkeit lassen sich nämlich rück-

wärts ihre wahrscheinlichsten maximalen Linienintensitäten abschätzen. Das Fehlen einer ganzen Anzahl von Elementen, deren Linien danach unmeßbar schwach zu erwarten sind, läßt sich zwanglos auf diesem Wege erklären.

Die Fixsterne und Nebel

75. Aufbau des Kosmos. Nach Abschluß der Betrachtungen unseres Planetensystems wenden wir uns der sehr viel reichhaltigeren Welt der Fixsterne zu. Wir verlassen damit auch die nähere Umgebung unserer Erde im Raume, und die Objekte unserer Forschung liegen nunmehr in Distanzen, die von einigen wenigen bis zu Millionen von Lichtjahren für die nächsten Fixsterne bzw. für die fernsten Spiralnebel betragen. Um sich eine Vorstellung von dem Aufbau und der Struktur dieses uns sichtbaren Kosmos zu machen, ist die Frage nach der Distanz der verschiedenen Objekte wohl das schwierigste und wichtigste Problem der Astronomie überhaupt, denn nur der scheinbare Ort an unserem Himmel kommt direkt zur Beobachtung. Daß ein fertiges Bild heute noch nicht im entferntesten vorliegt, ist bei der Schwierigkeit der Aufgabe kein Wunder. Einigermaßen kennen wir eigentlich nur die räumliche Verteilung der Sterne in der Nachbarschaft unserer Sonne (lokales System), das dem Milchstraßensystem eingelagert ist. Dieses lokale System, wie es Shapley nennt, in der Umgebung der Sonne, kann man in großen Zügen vielleicht als linsenförmige Sternanhäufung mit zentraler Verdichtung ansehen. Die Sonne selbst steht an einer Stelle größerer Sternkonzentration.

Als Entfernungseinheit ist es in der Astronomie üblich geworden, neben dem Lichtjahr, d. i. die Strecke von $0{,}946 \cdot 10^{18}$ cm, als Einheit das „parsec" zu benutzen, das ist diejenige Entfernung, von der aus gesehen die mittlere große Halbachse der Erdbahn unter einem Winkel von 1″ erscheint. Ein parsec entspricht also einer sog. Parallaxe von 1″ und damit einer Entfernung von 206265 Erdbahnradien oder 3,25 Lichtjahren. Mit diesem Maße gemessen hat nach Charliers Abschätzung unser lokales System eine maximale Ausdehnung von vielleicht 600 bis 700 parsec. Dieses lokale System aber ist nur ein kleiner Teil eines sehr viel größeren Sternsystems, das uns als Milchstraße in Erscheinung tritt und deren Aufbau im einzelnen noch zahllose Probleme in sich schließt. Ein ungefähres Bild geben uns die zusammenfassenden Arbeiten Kapteyns. Wir stellen uns danach die Milchstraße vor als eine Sternanhäufung von schätzungsweise

$5 \cdot 10^{10}$ Einzelsternen, angeordnet in der Form eines abgeplatteten Rotationsellipsoides mit dem Achsenverhältnis 1:5. Die Sternkonzentration nimmt von innen nach außen ab. In einem Raume von 100 Kubikparsec nahe dem Zentrum sind etwa 45 Sterne enthalten. Der größte Durchmesser in einer Entfernung von der Mitte, wo die Sterndichte auf $^1/_{100}$ ihres zentralen Wertes gesunken ist, beträgt etwa 20000 parsec. Die feineren Details dieses Bildes können heute trotz ausgedehnter, darauf verwandter Forschungen noch nicht mit Sicherheit angegeben werden. Zu derartigen Struktureinzelheiten gehören die sog. Offenen Sternhaufen, wie z. B. die Plejaden. Entfernungsbestimmungen zeigen, daß diese noch durchweg innerhalb des Milchstraßensystems liegen. Dagegen nehmen die in ihrer scheinbaren Ausdehnung am Himmel kleineren und schärfer begrenzten, sog. kugelförmigen Sternhaufen eine deutliche Sonderstellung ein. Sie häufen sich sichtlich an einer Stelle des Himmels und bilden offenbar ein System, demgegenüber die Sonne stark exzentrisch steht. Entfernungen von 30000 parsec gehören noch zu den mittleren Distanzen, so daß wir das System der Kugelsternhaufen als außerhalb der Milchstraße stehend zu betrachten haben.

Die Astronomen kennen ferner eine fast unübersehbare Fülle von sog. kosmischen Nebeln der verschiedensten Typen. Zu den deutlich unterscheidbaren Klassen gehören u. a. die planetarischen Nebel, etwa 150 an der Zahl, also ziemlich seltene Gebilde, deren Verteilung am Himmel ebenfalls ausgesprochen unsymetrisch ist. Sie erscheinen meist als scharf umrissene, kleine Scheibchen und fast immer mit einem Stern als zentralem Kern. Ihre Entfernungen mögen zwischen 50 und 500 parsec liegen. Die photographische Platte hat ferner sehr ausgedehnte, diffuse und unregelmäßige Nebelmassen an sehr vielen Stellen des Himmels zutage gebracht, die ganz offenbar noch unserer eigenen Milchstraße angehören und jedenfalls zum großen Teile wirklich aus Nebelmassen bestehen. Ganz offenbare, allgemeine Lichtabsorption bzw. Abschirmung der Hintergrundsterne, besonders in der Nähe dieser diffusen Nebel, hat ferner die Erkenntnis gebracht, daß es ebenfalls im Bereiche unserer Milchstraße sehr ausgedehnte dunkle Nebelmassen geben muß, die also im Gegensatz zu den eigentlichen (hellen) diffusen Nebeln aus irgendeinem Grunde nicht optisch wirksam werden und sich daher nur durch ihre Allgemeinabsorption verraten können. Die Arbeiten Pater Hagens und Wolfs haben zahlreiche derartige Gebilde am Himmel abgrenzen lassen.

Außer diesen Gebilden hat die Anwendung der Photographie uns

aber noch die Existenz einer gewaltigen Fülle sog. „nicht-galaktischer" Nebel enthüllt. Auf Aufnahmen mit hinreichend lichtstarken Instrumenten treten auf einer einzigen Platte gelegentlich zu Hunderten winzige, lichtschwache Gebilde hervor, die sich in der weitaus überwiegenden Mehrzahl als sehr entfernte Spiralnebel von der Art des bekannten Andromedanebels herausgestellt haben. Ihre Verteilung am Himmel ist ziemlich gleichmäßig und vielleicht von der Milchstraße ganz unabhängig. Ihre Zahl nimmt zwar offensichtlich in der Nähe der Milchstraße stark ab, eine Erscheinung, die die Anwesenheit absorbierender Materie in dieser Ebene nahelegt und nicht eine Eigentümlichkeit der Verteilung dieser Gebilde zu sein braucht. Abschätzungen dieser noch nie vollständig katalogisierten Gebilde geben Zahlen von 300000 bis 1000000 solcher mit unseren heutigen Instrumenten sichtbaren Objekte (214).

Mit den sehr mächtigen optischen Hilfsmitteln des Mt. Wilson-Observatoriums ist es in den letzten Jahren Hubble gelungen, einige der größten dieser Spiralnebel (Andromedanebel, Nebel N. G. C. 6822) teilweise in Einzelsterne aufzulösen. Wir haben in diesen Gebilden also tatsächlich, wie schon das Spektroskop vermuten ließ, gewaltige kosmische Sternsysteme vor uns. Ihre Entfernung wird z. B. für den Andromedanebel auf die Größenordnung von einer Million Lichtjahre geschätzt (215); für die linearen Durchmesser ergeben sich die Zahlen von 10000 bis 20000 Lichtjahre. Demgemäß gewinnt die Theorie, diese Gebilde neben unserer Milchstraße als dieser ähnliche, selbständige „Weltinseln" anzusehen, immer mehr Boden.

Eine ähnliche Stellung ist man heutzutage geneigt, auch den beiden sog. „Magellanschen Wolken" zuzuschreiben, zwei am Südhimmel stehenden, sehr auffälligen Anhäufungen von Sternen, Sternhaufen und Nebeln, deren Zusammengehörigkeit durch ihre Häufung sich unzweideutig verrät. Die Entfernungen der beiden Wolken finden sich von der Größenordnung von etwas über 100000 Lichtjahren, ihre Durchmesser zu 5000 bis 15000 Lichtjahre.

Ganz neuerdings hat Shapley Untersuchungen veröffentlicht, die mit großer Wahrscheinlichkeit für die Existenz von Weltensystemen noch höherer Ordnung sprechen. Es findet sich nämlich ein so ausgesprochenes Nest von Nebelflecken aller Art an einer Stelle des Himmels, deren einzelne Individuen einander wiederum so ähnlich sind, daß an dessen Stellung als wiederum selbständiges kosmisches System kaum gezweifelt werden kann. Die Entfernung dieses Systems würde über

30 Millionen Lichtjahre betragen, sein Durchmesser über 2 Millionen Lichtjahre.

76. Spektroskopie der Fixsterne. Wir wenden uns nach diesem kurzen kosmogonischen Überblick zunächst zur Betrachtung der Fixsterne

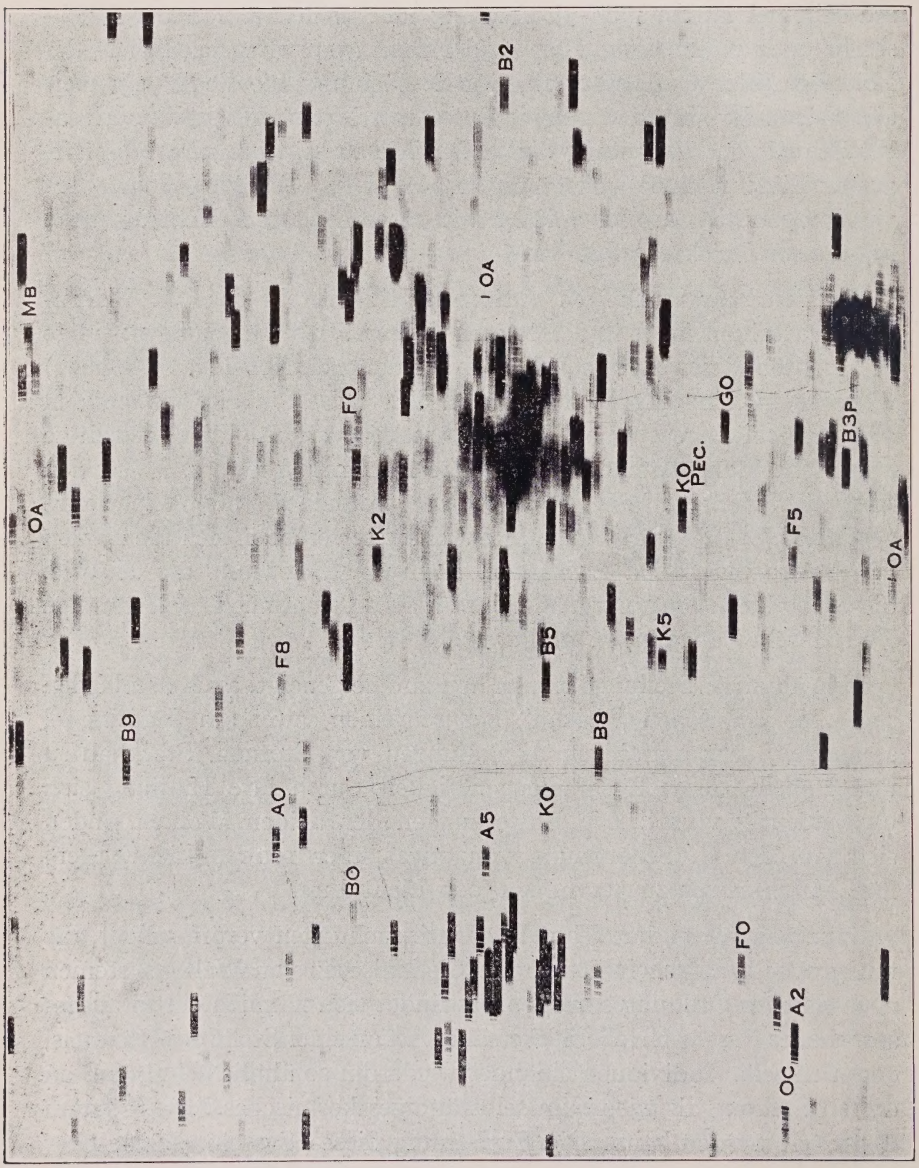
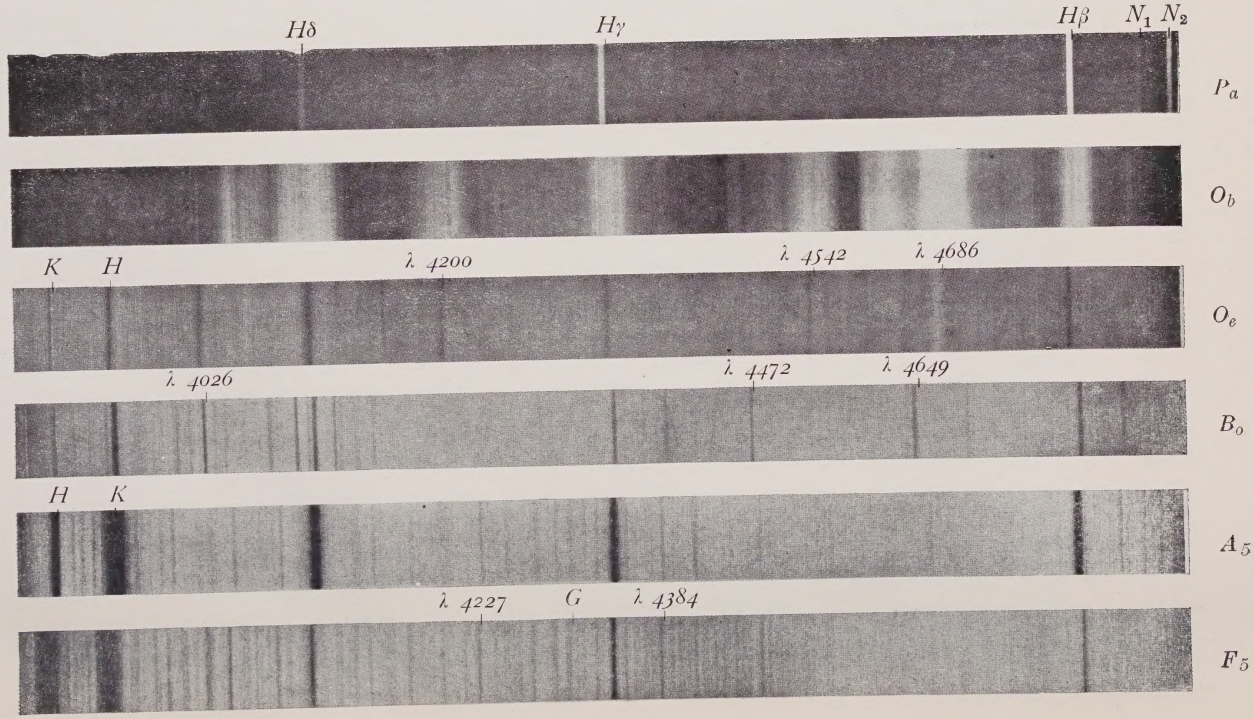


Abb 10. Aufnahme einer Sterngegend mit Objektivprisma. Für eine Reihe typischer Spektren sind die Typenbezeichnungen beigeschrieben. (H. Draper Catalogue)


Hδ
Hγ
Hβ
N1
N2
Pa
Ob
K
H
λ 4200
λ 4542
λ 4686
Oe
λ 4026
λ 4472
λ 4649
Bo
H
K
A5
λ 4227
G
λ 4384
F5

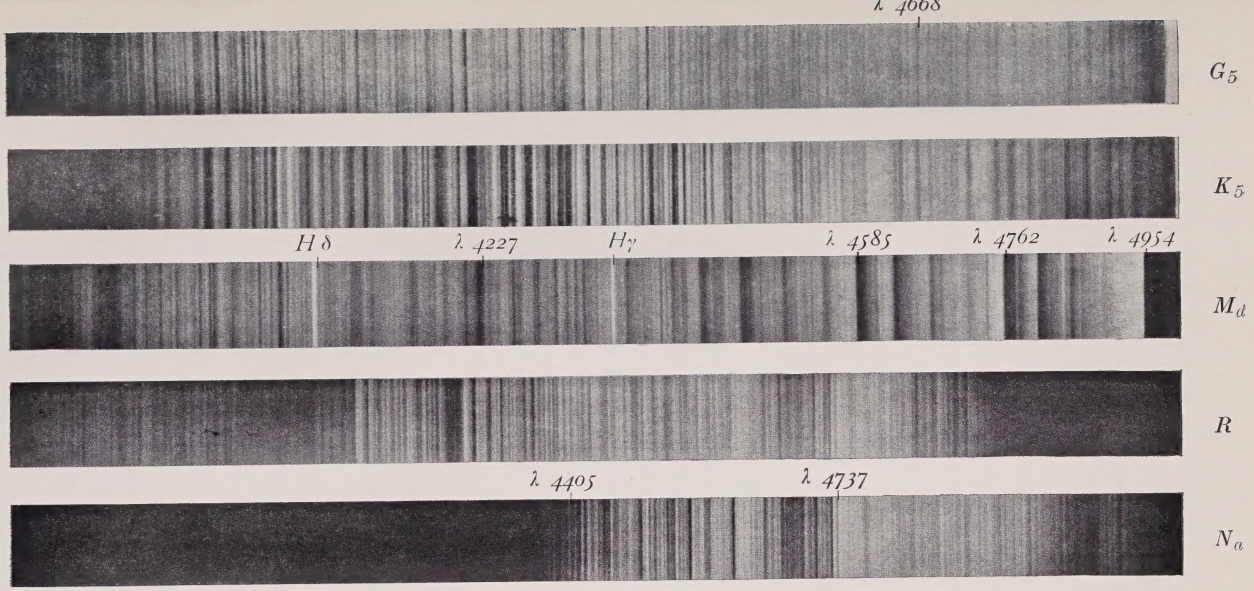


Abb. 11. Typische Sternspektren (nach W. C. Rufus)

Verlag von Johann Ambrosius Barth / Leipzig

selber. Unsere Kenntnis über den chemischen Aufbau der Fixsterne, oder richtiger gesagt, der Fixsternatmosphären, basiert lediglich auf der spektralanalytischen Untersuchung ihres in allen Fällen nur in sehr geringen Mengen zu uns gelangenden Lichtes. Man muß sich dabei erinnern, daß nur ein verschwindend kleiner Bruchteil der gesamten Sternmasse der Beobachtung wirklich zugänglich wird, im Falle unserer Sonne, wie wir sahen, nur etwa der 10^{-14} Teil der ganzen Sternmasse. Das Zustandekommen der Sternspektren und die Einschränkungen, die wir bei ihrer Deutung machen müssen, sind bereits bei der Betrachtung unserer Sonne erwähnt worden. Nur bei einer verhältnismäßig geringen Zahl von Fixsternen ist es möglich gewesen, die korrekte Lichtanalyse mit Spaltspektrographen, mit Vergleichsspektrum und genauen Wellenlängen- und Intensitätsmessungen auszuführen. Für die Mehrzahl aller bisher untersuchter Sterne wurden vielmehr wegen ihrer Lichtschwäche und auch aus Gründen der Arbeitsökonomie einfach Aufnahmen mit einem vor das Fernrohrobjektiv gesetzten Prisma hergestellt, wobei der punktförmige Stern selbst die Verwendung eines Spaltes unnötig machte. Nach dieser sogenannten Methode des Objektivprismas sind z. B. die umfassenden Klassifizierungen der Fixsterne nach ihren Spektren im Henry Draper Katalog der Harvard-Sternwarte in Amerika durchgeführt worden, der rund 225300 Sterne enthält und der das wesentlichste Material für die Betrachtungen dieses Abschnittes geliefert hat (216). Außerdem gibt es zur wenigstens ungefähren Klassifizierung von lichtschwachen Sternen eine große Reihe mehr oder minder zuverlässiger Methoden, die sich im allgemeinen auf das Intensitätsverhältnis gewisser Teile des Sternspektrums gründen. Hierher gehört in erster Linie der Begriff des Farbenindex, der die Differenz der photographischen minus der visuellen Helligkeit ist (217), ferner Filteraufnahmen aller Art, die Methode der Bestimmung der effektiven Wellenlänge mittels vor das Objektiv gesetzter Beugungsgitter (218), Farbenschätzungen der Sterne (219) und anderes mehr.

77. **Spektralklassifikation.** Um einen Überblick zu gewinnen über die spektralen Eigenschaften der Fixsterne und damit zu einer Aussage über das Vorkommen chemischer Elemente und ihrer Verbindungen auf ihnen zu gelangen, ist ein kurzer Einblick in die moderne Spektralklassifikation unerläßlich. Eine solche heute allgemein benutzte Skala haben die Arbeiten der Harvard-Sternwarte (216) geliefert, denen wir auch hier folgen wollen. Im Prinzip geschieht die Einordnung der Sternspektren

dadurch, daß das Vorhandensein oder Fehlen und die Intensität gewisser charakteristischer Spektrallinien im Spektrum beachtet wird. Schreitet man langsam durch die so geschaffene Spektralreihe, so erscheinen und verschwinden zunächst die Heliumlinien, die Balmerserie des Wasserstoffs tritt anfangs in Emission auf, erscheint dann in Absorption, wird stärker und schließlich wieder schwächer, es kommen allmählich mehr und mehr Metallinien hervor und schließlich Bandensysteme sehr hitzebeständiger Verbindungen, meist Oxyde. Diese urprünglich empirisch nach dem Aussehen der Spektren geschaffene Skala hat einen sehr viel tieferen physikalischen Sinn, wie wir heute wissen, da sie tatsächlich ungefähr der ursprünglichen Stufenfolge der Wärmejonisation entspricht, die die physikalische Ursache der verschiedenen Spektralerscheinungen ist. Die so gewonnene Spektralreihe hat folgende Symboldarstellung

$$P - O - B - A - F - G \begin{cases} \diagup\, K - M \\ \diagdown\, R - N \\ | \\ S \end{cases}$$

Zahlreiche Unterklassen werden durch angehängte Buchstaben oder Zahlen bezeichnet.

Die wesentlichsten Charakteristika der einzelnen Typen seien hier ganz kurz skizziert. Die Spektren der Fixsterne sind kontinuierlich mit eingelagerten Absorptions- oder seltener Emissionslinien.

P gehört den echten Gasnebeln und planetarischen Nebeln an; auf diese werden wir weiter unten zurückkommen.

O (Wolf-Rayet-Sterne); bei den ersten Untergruppen O_a, O_b, O_c reine Emissionsspektra auf schwach kontinuierlichem Grunde. Die Linien des ionisierten Heliums in Emission (ζ-Puppis-Serie); bei den späteren Unterklassen Helium in Absorption, ebenso dreifach ionisiertes Silicium.

B (Heliumsterne) Helium in Absorption erreicht in dieser Klasse seine maximale Intensität. Bei den späteren Untertypen kommen mit wachsender Intensität Wasserstoffabsorptionen (Balmerserie) zum Vorschein; bei etwa 1 Promille helle Wasserstoffemissionen (Typ B_e). Si^{+++} und C^{+}.

A (Wasserstoffsterne). Das Spektrum wird beherrscht von dem Balmer-Absorptionsspektrum des Wasserstoffs. Helium verschwindet, allmählich kommen Metallinien hervor und die Kohlenwasserstoffbande G.

F (Calciumsterne). Die Absorptionen des Wasserstoffs werden schwächer, die G-Bande stärker; die Linien H und K des ionisierten Calciums werden sehr auffällig.

G (Spektren vom Sonnentyp). Überwiegend Metallinien; die Spektren sind sehr kompliziert. TiO.

K (Metallsterne). Sehr kompliziertes Absorptionsspektrum vieler Metalle; Wasserstoffabsorptionen treten ganz zurück, G im Maximum. Neutrales Calcium (Linie g) tritt deutlich hervor. Beginnende Allgemeinabsorption des kurzwelligen Spektrenendes.

M Deutliche Bandenspektren, sodaß die Spektren wie kanneliert aussehen; also Auftreten von Verbindungen in größerem Umfange; TiO. Calciumabsorptionen noch sehr deutlich. Starke Allgemeinabsorption im Violett.

S Rote Sterne, zwischen $H\beta$ und $H\gamma$ komplizierte Spektren von Absorptions- und Emissionsbanden; ZrO in Absorption.

R Viele Absorptionsbänder; C_2 und Cyan; gelegentlich einige helle Linien. Kontinuierliches Spektrum noch bis H und K sichtbar.

N Ähnlich R; tiefrote, kühle Sterne; von $H\beta$ nach kürzeren Wellenlängen hin kann das Spektrum wegen Allgemeinschwäche kaum noch verfolgt werden.

Die sorgfältige Durcharbeit auch nur der einzelnen Typen hinsichtlich der Identifizierung aller vorkommenden Elemente ist noch sehr ungleichförmig. Relativ genau bekannt sind die einfachen Spektren der frühen Typen O, B und A; auch über die besonders interessanten Klassen M, S, R und N liegen spezielle Untersuchungen jetzt vor. Die mittleren Typen von F bis K sind, ähnlich wie das Sonnenspektrum, äußerst reichhaltig an feinen und feinsten Linien und viel zu kompliziert, als daß bei der im allgemeinen unzureichenden Dispersion, die wir bei der Aufnahme der Sternspektren anwenden können, ein ins einzelne gehendes Studium der Spektren möglich wäre. Einen gewissen Ersatz bietet uns hier ja die sehr viel genauere Kenntnis des Sonnenspektrums, das den Spektren dieser Klassen nahesteht.

Wir wenden uns im folgenden einem allgemeinen Überblick über die normalen Sternspektren zu, können aber auf zahllose Einzelheiten und kleinere Abweichungen im Rahmen dieser Darstellung natürlich nicht eingehen.

78. O-Sterne. Die O-Sterne sind im allgemeinen gegenüber den anderen Spektraltypen ausgezeichnet durch große absolute Helligkeit, große Masse, die das Dreifache der Sonnenmasse überschreitet, und geringe Dichte. In den Sternen vom Spektraltypus O mit hellen Emissionslinien auf schwachem, kontinuierlichem Grunde gibt J. S. Plaskett (220) folgende Elemente an:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
2	Helium, neutral, ein- und zweimal ionisiert
6	Kohlenstoff, neutral und ionisiert
7	Stickstoff ionisiert
8	Sauerstoff II und III
12	Magnesium ionisiert
14	Silicium II, III und IV
20	Calcium, ionisiert.

Eine große Anzahl von Linien in diesen Sternen ist noch nicht identifiziert.

Eine Vermessung typischer O-Sterne teilt H. H. Plaskett (221) mit. Es finden sich folgende Elemente:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
2	Helium, neutral und ionisiert
6	Kohlenstoff, ein- und zweimal ionisiert
7	Stickstoff, ein- und zweimal ionisiert
8	Sauerstoff II und III
11	Natrium
12	Magnesium, ionisiert
14	Silicium, zwei- und dreifach ionisiert
16	Schwefel, ionisiert(?)
20	Calcium, ionisiert
22	Titan, ionisiert.

Die noch nicht sicher eingeordneten Anregungsstufen sind noch mit der vorläufigen Bezeichnung von Lockyer und Fowler gegeben. Das ionisierte Helium ist der Träger der in den Sternspektren wohlbekannten sog. ς-Puppis-Serie, die der Balmerserie des Wasserstoffs sehr ähnlich ist.

Das Vorkommen von ionisiertem Calcium und von Natrium in diesen Sternspektren ist sehr überraschend. Da die Calciumlinien überdies teilweise deutliche Verschiebungen gegen die anderen Linien im Spektrum zeigen, ist für beide Elemente ihr Vorkommen auf dem Sterne selber zweifelhaft, und sie gehören vielleicht zu einem zwischen uns und dem Sterne liegenden Medium (222). Darauf wird später zurückzukommen sein. Das Vorkommen so vieler ionisierter Elemente beweist die starke Anregung der Atome auf diesen sehr heißen Sternen.

Ihre Temperaturen werden von der Größenordnung von etwa 20000 Grad geschätzt. Etwa ein Viertel von den in dieser Spektralklasse auftretenden Linien hat noch nicht identifiziert werden können; sie sind meist von geringer Intensität. Aus dem Verhalten der Linien des H, des He und Mg in den O-Sternen verschiedener Temperaturen (15000 bis 20000 Grad) schätzt Plaskett auf zwei verschiedene Methoden das Mengenverhältnis der Atome dieser Elemente ab. Der eine Weg für diese Abschätzung benutzt die Sahasche Formel. In den Spektren der kühleren O-Sterne verschwinden allmählich die Heliumlinien und die Wasserstofflinie H_γ. Es läßt sich nach der Quantentheorie und unter der Voraussetzung bekannter Temperaturen die Zahl der Atome abschätzen, die zur vollständigen Absorption einer vorgegebenen Wellenlänge erforderlich ist. Ebenso läßt sich derjenige Teil dieser Anzahl abschätzen, der nötig ist, um die Linie gerade noch wahrnehmbar zu machen, kurz vor ihrem endgültigen Untertauchen im kontinuierlichen Spektrum, wenn man das (meßbare) Intensitätsverhältnis vom kontinuierlichen Spektrum und den schwächsten, wahrnehmbaren Absorptionslinien kennt. Mit einer anderweitig zu bestimmenden Konstanten und dem aus Sahas Formel bekannten Prozentsatz der in einem bestimmten Anregungszustande befindlichen Atome läßt sich alsdann die relative Menge der Atome überhaupt bestimmen, da diese offensichtlich für die Wahrnehmbarkeit einer Linie sehr wesentlich ist. Die andere Methode geht aus von gewissen Betrachtungen Plasketts über die Bedeutung des Elektronenstoßes auf die Atome für die Ionisation der Sternatmosphären, die als überwiegende Ursache der Ionisation aufgefaßt wird. Beide Methoden sind auf Bogen- und Funkenspektren anwendbar. Es wird in ihnen verknüpft der Moment des Verschwindens gewisser Linien bekannter Serienbeziehung und von bekanntem Ionisationspotential in der Spektralreihe mit der Temperatur und der Häufigkeit des betreffenden Elements. Die beiden Methoden sind auf sehr verschiedenen Voraussetzungen aufgebaut und darum weitgehend unabhängig voneinander.

Im Mittel beider Methoden ist es wahrscheinlich, daß die relative Menge Wasserstoff von der gleichen Größenordnung ist, wie sie nach Clarke und Washington (223) in den obersten Erdschichten gefunden wird, nämlich etwa 15,4% der Atome. Entsprechend findet sich für die relative Häufigkeit des Heliums 0,30 bis 0,46, also etwa $2 \cdot 10^6$mal mehr, als die von Plaskett für die Erde abgeschätzte Häufigkeit von $1{,}96 \cdot 10^{-7}$. Während also die prozentuale Menge des vorhandenen Wasserstoffs mit der auf der Erde vorkommenden vergleichbar ist,

scheint Helium in den O-Sternen ungeheuer viel häufiger vorzukommen. Immerhin kommt auch diesen Abschätzungen nicht mehr als die Bedeutung einer sehr vorläufigen Überschlagsrechnung zu. Plaskett hält Zertrümmerung der Atome und Abbau in Helium im Innern dieser sehr heißen Sterne sehr wohl für möglich und für den großen Überschuß an Helium verantwortlich.

79. B-Sterne. Eine sehr ausführliche Studie der Sterne vom B-Typus mit besonderer Berücksichtigung der früheren Unterklassen veröffentlichten Henroteau und Henderson 1920 (224). Die hauptsächlichsten Linien sind folgenden Elementen zugeschrieben:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
2	Helium
6	Kohlenstoff
7	Stickstoff
8	Sauerstoff
12	Magnesium
14	Silicium
16	Schwefel
20	Calcium.

Der Ionisationszustand ist hierbei nicht berücksichtigt worden; doch treten die meisten Elemente ionisiert auf. Silicium findet sich in den früheren B-Sternen dreifach ionisiert. Die Linien des Sauerstoffs, des Stickstoffs und die nicht der Balmerserie angehörigen Wasserstoffabsorptionen (z. B. λ 4542,4 und λ 4685,97 A. E.) werden in den späteren Unterklassen nicht mehr bemerkt, wogegen dort bereits mehr und mehr feine Metallinien zum Vorschein kommen. Das Calcium gehört ähnlich wie bei den O-Sternen vielleicht gar nicht der Sternatmosphäre selber an.

80. A-Sterne. Für die A-Sterne ist charakteristisch und sofort sehr in die Augen fallend das sehr deutliche Hervortreten der Balmerserie des Wasserstoffs, von der bis zu 27 Gliedern beobachtet werden konnten. Im Violetten an die Balmerserie anschließend liegt ein ausgedehntes kontinuierliches Absorptionsspektrum des Wasserstoffs (225). Die Balmerserie erreicht bei der Unterklasse A_0 ihr Maximum und ist hier sehr auffällig. Die Heliumlinien werden unsichtbar, und es kommen schon über 100 im Sonnenspektrum bekannte Linien hervor, darunter

zuerst Calcium, Eisen und Titan. Die visuelle Gegend der Spektren von λ 4877 bis λ 6517 A. E. von 132 A-Sternen hat eingehend E. Phoebe Waterman (226) untersucht, im Ultravioletten liegen spezielle Untersuchungen der Spektren von α Cygni (Typ A_2) vor bis λ 3020 A.E. (227). Es sind folgende Elemente identifiziert worden:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
11	Natrium
12	Magnesium
14	Silicium
20	Calcium
22	Titan
23	Vanadium
24	Chrom
26	Eisen
50	Zinn
56	Barium
57	Lanthan.

Dazu treten noch Calcium, Magnesium und Titan in höheren Ionisationsstufen. Mangan und ionisiertes Strontium beginnen bei A_0 zu erscheinen, um mit Fortschreiten in der Spektralskala immer deutlicher hervorzutreten. Bei den späteren Unterklassen erscheinen dann auch schon die ersten Spuren der G-Bande λ 4314 A. E. (Kohlenwasserstoff) des Fraunhoferschen Sonnenspektrums. Auch die Cyanbande beginnen herauszukommen. Die von Shapley und Payne geäußerte Vermutung, daß ihr überraschendes Auftreten schon in diesem Typ in dem Einstürzen zahlreicher Meteorite in diese Sterne ihre Ursache habe (228), ist unwahrscheinlich.

81. F-Sterne. Mit der Klasse F nähern wir uns immer mehr dem wohlbekannten Sonnenspektrum. Die Wasserstoffabsorptionen treten mehr zurück. Die H- und K-Linien des ionisierten Calcium beherrschen das Spektrum, so daß man gelegentlich die ganze Klasse geradezu danach benannt hat. Auch die g-Linie des neutralen Calcium wird sichtbar. Die Kohlenwasserstoffbande bei G wird deutlicher, und auch die Cyanbanden treten mehr hervor. Zahlreiche Metallinien treten auf, und die Spektren werden mit der Annäherung an die nächste Klasse G immer komplizierter. Die Mehrzahl der Metallabsorptionen erreicht jedoch nicht die Intensität und ist nicht so zahlreich wie im Sonnen-

spektrum. Eine ausführliche Identifikation der Linien des Typus F_8 zwischen λ 3809 und λ 5895 haben Miss Payne und C. T. Chase (229) veröffentlicht. Ein vollständiges Verzeichnis aller im Spektrum von λ Persei (F_5) meßbarer Linien stammt von T. Dunham (229). Folgende Elemente wurden festgestellt, wobei die gesperrt gedruckten vorherrschende Linien liefern:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
6	Kohlenstoff
11	Natrium
12	Magnesium, neutral und ionisiert
13	Aluminium
14	Silicium, neutral und ionisiert
20	Calcium, neutral und ionisiert
21	Scandium, neutral und ionisiert
22	Titan, neutral und ionisiert
23	Vanadium, neutral und ionisiert
24	Chrom, neutral und ionisiert
25	Mangan, neutral und ionisiert
26	Eisen, neutral und ionisiert
27	Cobalt, neutral und ionisiert
28	Nickel, neutral und ionisiert
29	Kupfer
30	Zink
38	Strontium, neutral und ionisiert
39	Yttrium, ionisiert
40	Zirkon, ionisiert
48	Cadmium, ionisiert
56	Barium, ionisiert
57	Lanthan, ionisiert
58	Cer, ionisiert
63	Europium, ionisiert.

82. G- und K-Sterne. In den folgenden beiden Klassen G und K nimmt die Zahl und die Intensität der Metallinien weiter zu, die Wasserstoffserie wird weiterhin schwächer. Der Typus G_6 entspricht sehr nahe unserer Sonne. Obwohl ausgedehnte Identifikationen der in diesem Typ sichtbaren Linien noch nicht fertig vorliegen, dürfen wir mit Recht einen der Sonne sehr ähnlichen spektroskopischen Befund erwarten. Die Linien des ionisierten Titan erreichen ihre maximale Intensität etwa beim Typ G_0. Die sog. 4. Bandengruppe des Cyan (λ 3883 A. E.) ist vom G-Typ ab ebenfalls deutlich sichtbar.

Die Sterne vom K-Typ sind schon rötlich gefärbt, denn die allgemeine Schwächung des kontinuierlichen Spektrums gegen das kurzwellige Gebiet hin wird schon merklich. Die Kohlenwasserstoffbande G erreicht hier ihr Maximum, die Banden des TiO beginnen zu erscheinen.

83. M-Sterne. In der folgenden Klasse M treten Bandengruppen, also Anzeichen zunehmender chemischer Verbindungen, immer mehr in Erscheinung. Die Unterklassen M_0 bis M_8 zeigen steigende Intensität der TiO-Banden. Die Banden wurden bisher vielfach fälschlich dem TiO_2 zugeschrieben. Auch CN kommt noch vor und CH, und gesichert erscheint auch das gelegentliche Auftreten von AlO (*o*-Ceti). Mit M_8 scheint die normale Entwicklungsreihe der Spektren zu enden. Der Typus M_6 umfaßt Sterne, in deren Spektrum wenigstens eine Wasserstofflinie in Emission erscheint. Es handelt sich dann offenbar stets um sog. langperiodisch veränderliche Sterne, Mirasterne, in deren Spektrum auch noch andere Linien in Emission auftreten und deren Spektrum zugleich mit ihrem Lichtwechsel in sehr eigenartiger Weise ebenfalls veränderlich ist. So pflegen häufig die Intensitätsverhältnisse der Wasserstofflinien unter sich zu variieren, ein noch ganz ungeklärter Vorgang; ähnliche Veränderungen machen auch andere Linien des Spektrums durch. Die Absorptionen des neutralen und des einmal ionisierten Calcium sind noch sehr auffallend. Das Spektrum wird gegen Violett hin bereits so schwach, daß die meisten Identifizierungen von Linien auf die Gegend von λ 4100 bis λ 4900 A. E. beschränkt bleiben. Merrill (230) und Stebbins (231), deren Arbeiten sich auf den typischen langperiodischen Mirastern *o*-Ceti beziehen, identifizieren durch Absorptionslinien folgende Elemente:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
11	Natrium
12	Magnesium
13	Aluminium
19	Kalium
20	Calcium, neutral und ionisiert
22	Titan
23	Vanadium
24	Chrom
25	Mangan
26	Eisen
38	Strontium
56	Barium, neutral und ionisiert

Die Schwäche der Natriumabsorption bei den D-Linien ist überraschend und hat zu der Vermutung Anlaß gegeben, daß der Prozentsatz freier Natriumatome in den Atmosphären dieser kühlen Sterne durch Eingehen irgendwelcher chemischen Bindungen stark herabgesetzt sei. Aus den Emissionslinien wurden bisher nachgewiesen die Elemente:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
12	Magnesium (?)
14	Silicium
25	Mangan
26	Eisen

In einigen M-Sternen scheinen merkwürdigerweise auch einzelne Funkenlinien von Metallen (Fe) vorzukommen (232).

84. S-Sterne. Die Sterne der S-Klasse zeichnen sich durch besonders komplizierte Struktur der Gegend zwischen λ 4630 und λ 4660 A. E. aus, in der sowohl Emissionen wie auch Absorptionen und Bandenköpfe in Absorption auftreten. Ihr kontinuierliches Spektrum fällt jenseits λ 4430 A. E. sehr rasch ab. Die Klasse umfaßt neben einigen anderen roten Sternen meist langperiodisch Veränderliche. In einer Bearbeitung dieser Klasse von Sternen teilt Merrill (233) (230) eine Reihe zum Teil recht unsicherer Identifikationen von chemischen Elementen mit, nämlich:

Ordnungszahl	Atomgewicht
1	Wasserstoff
11	Natrium
12	Magnesium, neutral und ionisiert
20	Calcium
22	Titan, neutral und ionisiert
23	Vanadium
24	Chrom, ionisiert
25	Mangan
26	Eisen (Funkenlinien)
38	Strontium, ionisiert
40	Zirkon.

Hauptsächlich die Bariumlinie λ 4554 A. E. und die Linie λ 4607 A. E., die dem ionisierten Strontium zugeschrieben wird, ist auffällig. Überraschend scheint auch wieder das Auftreten gewisser Funkenlinien

des Eisens zu sein, ähnlich wie bei den M-Sternen. Die auftretenden Banden gehören dem Zirkonoxyd (ZrO) an (234), also dem Oxyd eines dem Titan nahestehenden Metalles. Daneben treten auch TiO-Bande auf. Zwischen λ 6229 und λ 6612 A. E. wurde die Übereinstimmung von 13 Banden des ZrO mit den Banden der untersuchten Sternspektren gefunden. Es ist sicherlich bemerkenswert, daß in gewissen Spektralklassen (M) TiO deutlich überwiegt, in anderen (S) ZrO.

85. R-Sterne. Die Spektren der interessanten Gruppe R erstrecken sich wieder weiter ins Violett bis zu den Linien H und K des ionisierten Calcium. Die Sterne erscheinen daher eher gelb als rot, ähneln sonst aber dem Typus N. Besonders auffällig ist die Swanbande (Dicarbon) und eine Bande bei λ 4737 A. E. (236). Gelgentlich kommen auch helle Linien vor. Rufus (236) teilt nach den vermessenen Linien die Identifikation folgender Elemente ohne Rücksicht auf ihren Ionisationszustand aus einem großen Aufnahmematerial mit:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
11	Natrium
12	Magnesium
20	Calcium
22	Titan
23	Vanadium
24	Chrom
25	Mangan
26	Eisen
28	Nickel

also im wesentlichen der gleiche Befund wie bei den S-Sternen. An Verbindungen kommen vor Kohlenwasserstoff (bei der G-Linie), Cyan und der Träger des Swanspektrums, C_2 (Dicarbon).

86. N-Sterne. Die N-Klasse schließlich, tiefrote, kühle Sterne, vereinzelt mit einigen hellen Linien, zeigen neben stärkster Allgemeinabsorption des kurzwelligen Spektralteiles sehr ausgeprägte Bandengruppen mit scharfen Kanten nach Rot. Die eingehende Untersuchung der Spektren von Hale, Ellermann und Parkhurst (237) und von Shane (238) (230) lassen auf das Vorkommen folgender Elemente schließen:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
11	Natrium
12	Magnesium
20	Calcium
21	Skandium
22	Titan
23	Vanadium
24	Chrom
25	Mangan
26	Eisen
27	Cobalt
28	Nickel
38	Strontium, neutral und ionisiert
39	Yttrium
55	Cäsium.

Wahrscheinlich ist außerdem das Vorkommen von Lanthan, Barium, Kadmium und Zirkon.

Die Wasserstofflinien können hell oder dunkel auftreten. Nächst den auffälligen Banden sind die Linien des Titan und des Vanadium die stärksten Absorptionen, ähnlich ist auch Natrium sehr auffällig vertreten durch seine breiten, starken D-Linien. Die Swanbanden sind sehr stark ausgebildet, ähnlich die Cyanbanden. Eine Reihe noch unbekannter Banden neben einigen gleichfalls unbekannten, bandenähnlichen Linien im Roten konnten noch nicht identifiziert werden, doch scheint es sich jedenfalls um ein Molekül geringer Masse aus den ersten beiden Perioden des periodischen Systems zu handeln (235).

Neuerdings hat Sanford (235a) einige Banden dieser Sterne mit großer Wahrscheinlichkeit gewissen Isotopenformen des zweiatomigen Kohlenstoffmoleküles zugeordnet, speziell den Formen $C^{12}—C^{12}$, $C^{12}—C^{13}$ und $C^{12}—^{14}$.

Aus im Augenblicke allerdings noch nicht sehr sicheren Intensitätsschätzungen vermutet Menzel (235b), daß C^{12} höchstens zehnmal häufiger als C^{13} in den Atmosphären der N-Sterne vorkommt. Wird der Massendefekt des irdischen Kohlenstoffes (Atomgewicht 12,003 ± 0,001) nur der Anwesenheit von C^{13} neben dem häufigeren C^{12} zugeschoben, so müßte C^{12} auf der Erde etwa 400mal häufiger sein als C^{13}. Sollten sich diese noch sehr provisorischen Schätzungen bestätigen, so wäre diese so starke Verschiedenheit in der Verteilung der Isotopenkomponenten im Hinblick auf das gegenüber unserem Sonnensystem vermutlich sehr jugendliche Alter der N-

Sterne sehr interessant und könnte möglicherweise einen Hinweis auf die Entwicklungsgeschichte der Elemente geben.

Allerdings bleibt zu bedenken, daß der Mechanismus der Linienabsorption die relativen Linienintensitäten im Spektrum sehr weitgehend verfälschen kann.

Die neuere Bandenspektroskopie hat in der Tat Wege gewiesen, auf denen auch die Astronomie hoffen darf, Isotopenverhältnisse in kosmischen Lichtquellen zu bestimmen (235c).

87. Neue Sterne. Nächst diesen mehr oder weniger regulären Typen der Sternspektra muß noch auf eine besondere Klasse von Sternen eingegangen werden, nämlich auf die sog. Novae oder Neuen Sterne.

Es sind dies meist unverdächtige, dem bloßen Auge nicht sichtbare Sternchen, die plötzlich innerhalb von Tagen und Stunden bis zur Helligkeit eines Sterns manchmal der ersten Größe aufflammen. Durchschnittlich wird etwa eine Nova pro Jahr entdeckt. Sie treten praktisch stets nahe der Milchstraßenebene auf und verhalten sich damit ähnlich wie die Sterne vom Spektraltypus O und B oder die planetarischen Nebel, deren Spektrum auch dem ihrigen verwandt ist. Sie scheinen Gegenden mit unregelmäßigen, hellen oder dunklen Nebeln zu bevorzugen. Auch in den Spiralnebeln treten ziemlich häufig Novae auf. Allein im Andromedanebel wurden bisher bereits 66 Novae gefunden. Die Helligkeit und das Spektrum dieser Sterne unterliegt vom Aufleuchten ab sehr starken und komplizierten Veränderungen. Ihre Helligkeit nimmt im Laufe von Monaten allmählich mit starken Unregelmäßigkeiten bis zum Unsichtbarwerden für das bloße Auge ab. Die einzelnen Phänomene sind natürlich untereinander verschieden, auch bezüglich ihres spektralen Verhaltens, so daß hier nur mehr oder weniger allgemeine Züge Erwähnung finden können.

Vor dem Auftauchen ist naturgemäß nur sehr wenig über das Spektrum der Novae bekannt. Die Nova Aquilae 1918 zeigte kurz vor dem Helligkeitsausbruch ein dem A-Typ ähnliches Spektrum, die Nova Pictoris von 1925 einen F_5-Typ. Die Nova im Schwan 1920 dagegen zeigte schon zwei Tage vor dem Aufleuchten neben einem Absorptionsspektrum vom A-Typus helle Emissionen, vermutlich von Wasserstoff und ionisiertem Eisen. Das Spektrum der Nova Persei 1901 zeigte Absorptionen von Wasserstoff, Sauerstoff, Kohlenstoff und Helium (239) mit Emissionen und war eher vom B als vom A-Typus. Gleich nach dem Aufleuchten ist das Spektrum der Novae in der Regel ein Absorptionsspektrum mit starken Calciumabsorptionen, das der Sonnen-Chromosphäre (240) oder dem Spektrum von

α-Cygni (A_2) ähnlich ist, aber mit großen Linienverschiebungen. Daneben treten Emissionen auf, anfangs bei der Balmerserie des Wasserstoffs, die immer auffälligere und kompliziertere Struktur annehmen. Auch Verdopplungen von Absorptionslinien werden beobachtet. Das kontinuierliche Wasserstoff-Absorptionsspektrum tritt ebenfalls auf (241). Stratton (242) zählt zwischen λ 4064 und λ 5019 A. E. bei der Nova Geminorum 1912 in diesem Stadium folgende meist durch Funkenlinien repräsentierte Elemente auf: Wasserstoff, Magnesium, Aluminium, Scandium, Titan, Chrom, Eisen, Strontium und Yttrium. Etwas später tritt dann neben das alte oftmals ein ganz neues und gegen das ursprüngliche verschobene System von Absorptionslinien des Wasserstoffs, Stickstoffs, Kohlenstoffs und Sauerstoffs auf, also ein B-Spektrum, wie beispielsweise bei der Nova Geminorum 1912 (242). Das typische Novaspektrum in diesem Stadium ist alsdann ein Spektrum vom A-Typ mit hellen Linien und außerdem mit den gewöhnlichen Absorptionslinien an der kurzwelligen Seite. Auch Absorptionen, meist Funkenlinien, von folgenden Elementen sind bekannt geworden: Natrium, Silicium, Schwefel, Calcium, Vanadium und Nickel. Noch später tritt gewöhnlich eine breite, helle Bande bei λ 4640 A. E. auf, die Emissionen von ionisiertem Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff zugeschrieben wird, sowie Emissionen des ionisierten Helium und des zweimal ionisierten Stickstoffs, während ungleichmäßige Veränderungen der Intensitäten sowohl das kontinuierliche als auch das Linienspektrum durchlaufen. Zwei auffällig breite Absorptionen bei der Nova Aquilae 1918 bei etwa λ 4550 und λ 4560 A. E. sind nicht identifiziert worden (243) (244). Nachdem das B-Typ-Stadium erreicht ist, pflegt meist eine Reihe sog. Nebellinien aufzutreten, zugleich treten auch höhere Ionisationsstufen der bisher einfach ionisierten Elemente Kohlenstoff, Stickstoff und Sauerstoff hervor. Eine Reihe von Nebellinien verteilt sich über das ganze Spektrum von Ultraviolett bis Rot.

In diesem vorgerückten Stadium zählt Wright (245) bei der Nova Geminorum 1912 außer den Trägern der Nebellinien die Emissionen folgender Elemente auf:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
2	Helium, neutral und ionisiert
6	Kohlenstoff, einmal ionisiert
7	Stickstoff ein- und zweimal ionisiert
8	Sauerstoff, ein- und zweimal ionisiert
14	Silicium, dreifach ionisiert
26	Eisen, einmal ionisiert.

Die Nebellinien sind ebenfalls veränderlich; sie ändern auch ihre Intensität relativ zueinander. Nach neueren Arbeiten Bowens, auf die weiter unten bei der Besprechung der Nebellinien noch einzugehen sein wird, sind die auftretenden Nebellinien zum Teil zu deuten als gewisse besondere Emissionen von höheren Ionisationsstufen des Sauerstoff- und Stickstoffatoms. Nach diesem Nebelstadium klingen auch die Emissionen der Nebellinien allmählich ab, und die Sterne zeigen schließlich ein O-Spektrum der Wolf-Rayet-Klasse.

Zur Deutung der Novaphänomene sind zahlreiche Versuche unternommen worden. Man dachte das Auftauchen einer Nova zu erklären durch den Zusammenstoß oder den Sturz eines Himmelskörpers gegen einen anderen, durch Auftreffen von Kometen oder Meteorschwärmen oder durch bloße übermäßig starke Annäherung zweier größerer kosmischer Massen. Seeligers Theorie (246), die weitverbreitete Anerkennung gefunden hat, erklärt das Nova-Phänomen durch das Eindringen eines Sternes in eine kosmische Nebelmasse, wobei in kurzer Zeit genügend Energie frei wird, um den außerordentlichen Helligkeitsanstieg zu verstehen. Auch die plötzliche, explosionsartige Dissoziation chemischer Verbindungen hat man vermutet, wobei manche Autoren (Hartmann, Kayser) an radioaktive Prozesse dachten. Die auftretenden, sehr starken Geschwindigkeiten und auch der teleskopische Anblick vieler neuer Sterne, bei denen sich eine zunehmend ausbreitende Nebelhülle bemerkbar machte, legen solche Gedankengänge nahe. Das Auftreten von Radium sowie von Uran und Emanationslinien bei der Nova Geminorum 1912 ist gelegentlich vermutet worden (247), muß aber als sehr zweifelhaft angesehen werden. Auch Milne (248) hat neuerdings interessante Deutungen vor allem der spektralen Novaphänomene versucht, auf die einzugehen hier allerdings ebenfalls viel zu weit führen würde. Sehr möglich ist auch, daß der zur Bildung einer Nova führende Vorgang einen normalen Entwicklungsprozeß interner Art vorstellt, den ein jeder Stern während eines gewissen Stadiums seiner Entwicklung durchmacht. Nernst (249) schätzt, daß während seiner Entwicklung ein Stern mehrfach solche Ausbrüche erlebt.

Die Verteilung der verschiedenen Emissionen in der eine Nova im späteren Stadium umgebenden Nebelhülle ist merklich ungleichförmig, wie Wright zeigen konnte.

88. Physikalische Konstitution der Fixsterne. Nächst der eigentlichen Frage nach der chemischen Konstitution der Atmosphären

der einzelnen Spektralklassen hat auch die wenigstens kurze Skizzierung der wesentlichsten physikalischen Daten der Fixsterne hier ein gewisses Interesse. Das schon ziemlich reichhaltige Material statistischer Forschungen setzt uns in den Stand, zunächst neben der wirklichen Entfernung vieler Sterne auch deren absolute Helligkeit ebenfalls in den gebräuchlichen Größenklassen anzugeben, d. i. ihre auf eine vereinbarte Entfernungseinheit reduzierte Helligkeit, die gegenüber der scheinbaren Helligkeit am Himmel ja eine individuelle Bedeutung hat. Als Entfernungseinheit gilt jetzt allgemein eine Strecke von 10 parsec (Parallaxe von 0".1). Trägt man die Spektraltypen als Abszissen, die ermittelten absoluten Größen als Ordinaten auf, so entspricht die Verteilung der überwiegenden Mehrheit aller beobachtbaren Sterne in der so entstandenen graphischen Darstellung dem Bilde, wie es das in Abb. 12 schematisch abgebildete

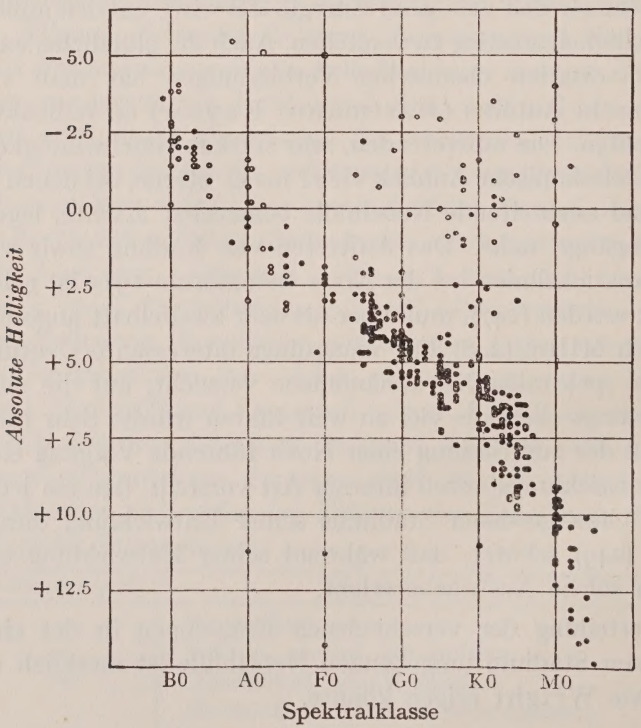


Abb. 12. Russell-Diagramm. Beziehung zwischen absoluter Helligkeit und Spektralklasse der Fixsterne (nach Russell, Dugan, Stewart; Astronomy II)

sog. Russell-Diagramm zeigt (250). Die weißen Sterne (Typus A und B) sind also von ziemlich gleicher absoluter Helligkeit, bei den späteren Klassen (G, K, M) treten deutlich unterschieden absolut helle und absolut schwache Sterne auf. Die heute schon recht gut begründete Deutung dieses Diagramms, die in den meisten Fällen das Richtige treffen dürfte, lautet dahin, daß es unter den sog. späteren Typen (G, K, M) wohlunterschiedene Sterne der gleichen Spektralklasse von relativ großer Ausdehnung und Masse und geringer Dichte gibt, sog. Riesensterne, und solche von großer Dichte und geringer Ausdehnung und Masse bzw. Oberflächenhelligkeit, sog. Zwerge. Will man das Bild entwicklungsgeschichtlich deuten, so denkt man an eine fortschreitende Entwicklung eines Sterns von einem roten Riesen über die Typen K, G, F, A, B und dann zurück bis zu den roten Zwergen und zum schließlichen verdunkelnden Erkalten. In diesem Sinne spricht man von frühen und späten Spektraltypen. Unsere Sonne mit der abs. Helligkeit von $5.^m6$ gehört zu den Zwergen. Die Riesen und Zwerge des gleichen Typus unterscheiden sich auch spektroskopisch infolge der verschiedenen Dichtigkeitsverhältnisse ihrer Atmosphären und damit infolge der unterschiedlichen Anregungsbedingungen. Einige aus dem Diagramm stark herausfallende Sterne sind bekannt geworden, so z. B. β-Orionis (B_8) und α-Cygni (A_2), sog. Übergiganten. Ebenso fallen einige wenige Sterne weit unten in die linke (leere) Ecke des Russell-Diagramms. Es sind also Sterne vom frühen Spektraltypus mit geringer absoluter Helligkeit, sog. weiße Zwerge. Mehrere sind Begleiter heller Hauptsterne, wie zum Beispiel der vielgenannte Siriusbegleiter. Die Dichten dieser Sterne berechnen sich auf etwa 50000 derjenigen des Wassers. Sollte sich die Existenz solcher Sterne bestätigen, falls nämlich diese Werte nicht doch noch durch irgendwelche anderen, vielleicht spektralen Annomalien vorgetäuscht werden, so haben wir hier offenbar sehr interessante Gebilde von ungeheurer Dichte vor uns, wie sie bei sehr dichter Packung hochionisierter Atome vielleicht denkbar sind. Tatsächlich scheinen trotz der geringen bisher entdeckten Zahl die weißen Zwerge vielleicht viel häufiger zu sein, als man anfänglich annahm (251).

Die Größenordnungen von mittleren Massen und Dichten der Sterne sowie ihre Durchmesser und Temperaturen ergeben sich etwa wie folgt (252):

Spektraltypus	Masse		Dichte		Durchmesser		Temperatur
	Riesen	Zwerge	Riesen	Zwerge	Riesen	Zwerge	
O	40	—			32		29000
B_0	10	—	0,045	—	10	—	22000
A_0	7,0	6,0	0,16	0,36	2,5	—	11500
F_0	4,3	2,5	0,025	0,40	10	1,6	7750
G_0	2,6	1,0	$2{,}5 \cdot 10^{-3}$	0,68	32	0,8	6100
K_0	3,0	0,68	$1{,}8 \cdot 10^{-4}$	1,3	50	0,6	4800
M_0	2,0	0,59	$9{,}6 \cdot 10^{-6}$	5,4	126	0,4	3500
N							2400

Tabelle 28. Durchschnittswerte für die verschiedenen Spektraltypen

Die Einheit für Masse und Durchmesser in dieser Tabelle ist die Sonne, für die Dichte das Wasser. Die Temperaturen sind ungefähre Mittelwerte nach verschiedenen Quellen (253, 254) und entsprechen den sog. effektiven Temperaturen, bei der Sonne z. B. der Temperatur der Photosphäre. Die wahren Oberflächentemperaturen liegen vielleicht um 20% niedriger und für Riesen wiederum niedriger als für Zwerge. Der Durchmesser einiger Sterne, darunter α-Orionis (Riese vom Typus M_0), wurde u. a. direkt gemessen (255) und ergab für letzteren rund 480 Sonnendurchmesser, also eine Größe, die den Durchmesser der Marsbahn überschreitet.

89. Statistik der Sternspektren. Die Frage, wie sich die Sterne auf die einzelnen Spektralklassen verteilen, läßt sich zur Zeit ebenfalls am ausführlichsten an Hand des Draperkatalogs beantworten. Ohne die scheinbare und räumliche Verteilung am Himmel zu berücksichtigen, geben Shapley und Miss Cannon (256) die Verteilung der Sterne des Draperkataloges bis $8^m \cdot 25$ auf die einzelnen Spektralklassen wie folgt:

Klasse		Anzahl	Relative Häufigkeit
B	(umfaßt B_0, B_1, B_2, B_3, B_5)	3567	1,6
A	(umfaßt B_8, B_9, A_0, A_2, A_3)	64259	28,9
F	(umfaßt A_5, F_0, F_2)	21120	9,5
G	(umfaßt F_5, F_8, G_0)	46552	20,9
K	(umfaßt G_5, K_0, K_2)	73208	32,9
M	(umfaßt M_5, M_0, M_3, M_8)	13864	6,2

Tabelle 29. Verteilung der Sterne auf die einzelnen Spektralklassen

Die O-Sterne sind sehr viel seltener. Bisher sind etwa 150 bekannt geworden.

Es kommt natürlich bei einer solchen Zusammenstellung darauf an, in welche Gruppen und bis zu welchen Sterngrößen man die einzelnen Spektraltypen zusammenfaßt (257). Eine andere Unterteilung als oben nahm Charlier (258) vor, und er gibt für die Sterne des Draperkatalogs die folgenden Zahlen. Bis zur achten Größenklasse ist das Material des Draperkatalogs wohl sehr vollständig und gleichförmig. Für noch schwächere Sterne erstreckt sich der Bereich der Durchmusterung aber in sehr verschiedene Tiefen des Raumes. Die Sterne heller als achter Größe sind darum noch einmal besonders aufgeführt. Mit Pec werden einige Sternspektra bezeichnet, die einer bestimmten Klasse nicht zuerteilt werden konnten, mit Con Gebilde mit scheinbar kontinuierlichem Spektrum (Nebel, entfernte Sternhaufen).

Spektrum	Sternzahl	%	Sterne heller als 8. Größe	%
O	170	0,075	70	0,17
B — B_5	3675	1,63	1800	4,33
B_8 — B_9	13111	5,82	3383	8,14
A	57850	25,68	9344	22,44
F	42988	19,08	7309	17,58
G	41999	18,64	5332	12,82
K	60620	26,91	13012	31,30
M	4397	1,95	1305	3,13
N	149	0,07	11	0,03
P	112	0,05	—	—
R	84	0,04	7	0,02
Pec	85	0,04	3	0,01
Con	62	0,03	—	—
S	3	0,001	2	0,005
	225305		41578	

Tabelle 30. Verteilung der Sterne auf die einzelnen Spektraltypen nach einer Statistik von Charlier

Um aus diesen Zahlen aber den wirklichen Anteil zu bestimmen, den jede Spektralklasse am Aufbau des Sternsystems hat, muß man sie auf gleiche räumliche Volumina umrechnen. In der Volumeneinheit von 10^6 Kubikparsec findet sich nach der gleichen Harvard-Statistik (256):

Spektraltyp	Sternzahl	Relative Häufigkeit %
B	4,4	0,05
A	250	2,9
F	680	7,8
G	7600	87,2
K-Riesen	160	1,9
M-Riesen	22	0,3

Tabelle 31. Verteilung der Sterne auf die einzelnen Spektralklassen in einem Raumvolumen von 10^6 Kubikparsec

Man erkennt sofort, daß die G- und F- bzw. A-Sterne an Zahl bei weitem überwiegen; die absolut schwachen F- und G-Sterne werden dabei wegen ihrer geringen Helligkeit zum Teil sogar nicht mehr erfaßt werden. Die Zwerge vom K- und M-Typus aber übertreffen vermutlich noch die Zahl der G-Sterne. Hinsichtlich der Verteilung an der Sphäre und gegen die Milchstraßenebene sowie hinsichtlich der räumlichen Verteilung überhaupt muß auf die Originalabhandlungen verwiesen werden, denn die Verhältnisse liegen im einzelnen naturgemäß recht kompliziert.

Überblickt man das Ergebnis der Fixsternspektroskopie, so bemerkt man alsbald, daß zweifellos eine merkliche Gleichförmigkeit im chemischen Aufbau der Sterne vorhanden ist. Schon die Tatsache, daß es so viele Sterne gibt, die ohne Schwierigkeit in die gleichen Klassen eingeordnet werden können, spricht dafür, noch mehr aber die Möglichkeit, daß die Spektralreihe in so gute Übereinstimmung mit unseren thermischen Vorstellungen und den Mechanismen der Ionisation und der Atomtheorie zu bringen sind. Für die weitaus größte Zahl aller Sterne, die der normalen Spektralreihe angehören, haben wir sonach keinen Grund, an ihrer sehr einheitlichen Zusammensetzung zu zweifeln.

90. Häufigkeit der chemischen Elemente in den Fixsternatmosphären. Einen Versuch, aus den thermodynamischen und ionisationstheoretischen Entwicklungen von Fowler und Milne (259) in Verbindung mit den Ergebnissen der Stellarspektroskopie auch die ungefähren relativen Mengenverhältnisse der Elemente auf den Sternen der normalen Spektralreihe abzuschätzen, hat Miss Payne (260, 261) unternommen.

Wenn eine Absorptionslinie beim Fortschreiten in der Reihe der

Spektralklasse gerade eben gegenüber dem kontinuierlichen Grund, in den sie eingebettet ist, sichtbar wird („marginal appearence"), so sind offenbar alle für die Absorption überhaupt in Frage kommenden Atome über der Photosphäre an der Absorption beteiligt, wenn wir die wahrscheinliche Voraussetzung machen dürfen, daß die Linie noch nicht „gesättigt" ist. Sie absorbiert erst einen kleinen Teil des von der Photosphäre kommenden Lichts, da nur beschränkt viele absorptionsfähige Zentren vorhanden sind. Da wir die Intensität einer Linie in diesem Zustand proportional der Anzahl der absorptionsfähigen Atome ansetzen dürfen, muß die Grenze der Sichtbarkeit einer Linie außer von den sonstigen physikalischen Bedingungen auf den Sternen auch wesentlich von der Häufigkeit der betreffenden Elemente abhängen. Sind umgekehrt diese Bedingungen aus anderweitigen Beobachtungen bekannt, wie das tatsächlich der Fall ist, so muß ein Rückschluß auf die relative Konzentration der Elemente im Durchschnitt für die normale Spektralreihe möglich sein. Die Entwicklungen von Fowler und Milne lassen nun aus den bekannten absoluten Temperaturen für die einzelnen Klassen und aus sonstigen bekannten Größen (Partialdruck der freien Elektronen, Ionisations- und Resonnanzpotential, Zahl der Valenzelektronen) den zahlenmäßigen Anteil N_r der in einem bestimmten Zustande absorptionsfähigen Atome eines Elementes von allen vorhandenen Atomen dieses Elements angeben („fractional concentration"). Die Reziproken dieser Größen N_r für die einzelnen Elemente aber müssen offenbar direkt die relativen Mengenverhältnisse der betreffenden Elemente darstellen. Miss Payne bestimmte sonach für eine Reihe von Elementen mit geeigneten Linien diejenige Spektralklasse, in der diese Linien eben sichtbar werden, und berechnet aus den ebenfalls von ihr bestimmten Temperaturen dieser Klassen die Größen N_r. Die Anwendung dieser Methode umschließt mehrere Voraussetzungen. Wesentlich ist dabei, daß die durchschnittlich gleiche Zusammensetzung der Sternatmosphären angenommen wird, eine nach dem früher Gesagten nicht unwahrscheinliche Annahme, ferner die ungefähre Gleichheit der Absorptionskoeffizienten für die Atome aller betrachteter Elemente; schließlich müssen die betrachteten Linien wirklich „ungesättigt" sein. Diese Arbeitshypothesen sind wohl noch durch genauere Ausdrücke zu ersetzen. Im übrigen aber scheint eine erste und vorläufig nur genäherte Abschätzung des relativen Mengenverhältnisses der Elemente auf diesem Wege wohl gerechtfertigt. Miss Payne berechnet folgende Mengenverhältnisse A_r:

Ordnungszahl	Element	log A_r
1	Wasserstoff	11
2	Helium	8,3
	Helium, ionisiert	12
3	Lithium	0,0
6	Kohlenstoff, ionisiert	4,5
11	Natrium	5,2
12	Magnesium	5,6
	Magnesium, ionisiert	5,5
13	Aluminium	5,0
14	Silicium	4,8
	Silicium, ionisiert	4,9
	Silicium, dreifach ionisiert	6,0
19	Kalium	3,5
20	Calcium	4,8
	Calcium, ionisiert	5,0
22	Titan	4,1
23	Vanadium	3,0
24	Chrom	3,9
25	Mangan	4,6
26	Eisen	4.8
30	Zink	4,2
38	Strontium	1,8
	Strontium, ionisiert	1,5
54	Barium, ionisiert	1,1

Tabelle 32. Durchschnittliche Mengenverhältnisse der Elemente in den Fixsternatmosphären nach Miss Payne

Es ist interessant, diese Zahlen mit den bei der Erde und den Meteoriten gefundenen zu vergleichen, zumal die Erde vielleicht genetisch von den äußersten Teilen des Sonnenballs, also eines normalen Fixsterns, abstammt. Miss Payne gibt die folgenden Verhältniszahlen der Atome, berechnet aus den Angaben von Clarke (262) für die Erde und nach Merrill für Steinmeteorite:

Ordn.-zahl	Element	Stern	Erde		Stein-meteorite
			Kruste	Ganze Erde	
14	Silicium	5,7	16,2	9,58	11,2
11	Natrium	5,7	2,02	0,97	0,6
12	Magnesium ..	4,2	0,42	3,38	2,8
13	Aluminium ..	3,6	4,95	2,66	1,1
6	Kohlenstoff ..	3,6	0,21		
20	Calcium	2,9	1,50	1,08	0,56
26	Eisen	2,5	1,48	46,37	5,92

Ordn.-zahl	Element	Stern	Erde		Stein-meteorite
			Kruste	Ganze Erde	
30	Zink	0,57	0,0011		
22	Titan.....	0,43	0,241	0,12	
25	Mangan.....	0,36	0,035	0,06	
24	Chrom	0,29	0,021	0,05	0,29
19	Kalium	0,11	1,088	0,38	0,10
23	Vanadium ...	0,05	0,0133		
38	Strontium ...	0,002	0,0065		
54	Barium.....	0,005	0,0098		
3	Lithium	0,000	0,0829		

Tabelle 33. Relative Mengenverhältnisse der Elemente auf den Fixsternen, auf der Erde und in Steinmeteoriten

Die absoluten Werte, die den Zahlen der dritten Kolonne entsprechen würden, sind ganz unsicher.

Es tritt also auch hier wieder das Vorwiegen der leichteren Elemente mit gerader Ordnungszahl auf, sowie solcher Elemente, die auch auf der Erde häufig angetroffen werden. Alle auf der Erde häufig verbreiteten Elemente, deren Vorhandensein spektroskopisch zu erwarten stand, sind auch wirklich auf Fixsternen nachweisbar.

Das Fehlen von Sauerstoff, Chlor, Phosphor, Schwefel, Stickstoff, Fluor, Zirkon und Nickel hat leicht erkennbare spektroskopische Gründe. Zirkon und Nickel finden sich beide in Sternspektren, Nickel ist offensichtlich sogar recht häufig. Ein deutliches Zurücktreten von Zink für die Sterne ist in diesen Zahlen zu bemerken. Das Vorkommen von Eisen scheint sich viel zu gering zu ergeben, denn alle spektroskopischen Anzeichen sprechen dafür, daß dieses Element sehr viel häufiger ist als angegeben.

91. Sonderstellung von Wasserstoff und Helium. Vollständig abweichend von ihrem Vorkommen auf der Erde verhalten sich Wasserstoff und Helium, die darum in der letzten Tabelle auch nicht aufgenommen wurden. Diese beiden Elemente scheinen in ungewöhnlich großen Mengen auf den Sternen vorzukommen, doch ist dieser anscheinende Überschuß wohl kaum reell. Die Balmerserie des Wasserstoffs kommt, wie wir sahen, fast in sämtlichen Sternspektren vor, und in ihrem Maximum übertrifft sie an Auffälligkeit alle anderen Linien. Wenn man auf eine mit Objektivprisma aufgenommene Spektralaufnahme irgendeiner sternreichen Gegend des Himmels blickt, so ist meist die Fülle von Spektren, die auf den ersten Blick

die Wasserstofflinien zeigen, geradezu frappierend. Wasserstoff ist spektroskopisch sicherlich das hervorstechendste Element im Kosmos. Daß ihm möglicherweise aus rein thermodynamischen Gründen eine Sonderstellung in den Atmosphären der Fixsterne zukommt, wurde schon bei der Betrachtung der Sonne erwähnt (152). Denn Wasserstoff sollte sich an der Oberfläche eines Sternes konzentrieren, weil das geringe elektrische Feld im Sterninneren, das nötig ist, um die schweren Metallionen zu verhindern, gegenüber den viel leichteren Elektronen abzusinken, die Gravitation im Falle der relativ leichten Wasserstoffkerne überwiegt und sie nach der Oberfläche hin abstößt.

Eine abschließende Deutung dieser sicherlich bemerkenswerten Erscheinung des scheinbaren Überschusses von Wasserstoff ist bisher noch nicht gefunden worden.

Bei dem sehr hohen Anregungspotential von Wasserstoff und Helium ist aber ihr auffälliges Auftreten vorderhand noch nicht recht verständlich.

Für eine Reihe von Sternen hat Miss Payne direkt die Zahl der in einer Säule von einem Quadratzentimeter der Sternatmosphären enthaltenen Calciumatome abgeschätzt. Solche Abschätzungen können aus den Intensitätskurven der Absorptionslinien des neutralen und des einmal ionisierten Calcium nach den oben erwähnten Entwicklungen Unsölds (210) gewonnen werden. Der Calciumgehalt in einer Säule von einem Quadratzentimeter wird größenordnungsmäßig zu $10^{19 \cdot 6}$ Atomen gefunden. Dieser Betrag scheint für die Sterne vom G- bis zum M-Typus sehr nahe konstant zu bleiben. Die Methode muß sich auch auf andere Elemente anwenden lassen, vorausgesetzt, daß geeignete Linien des neutralen und ionisierten Elements gleichzeitig im Spektrum auftreten und die Temperatur genügend genau angesetzt werden kann.

Die Elemente, die in Sternspektren, einschließlich des Sonnenspektrums, bisher nicht nachgewiesen werden konnten, sind bereits in Tabelle 24, S. 92 aufgeführt.

92. Auf Fixsternen nur zweifelhaft nachgewiesene Elemente. Zweifelhaft und mit nur wenigen schwachen Linien (meist im Sonnenspektrum) vermutet oder vorhanden sind die Elemente:

Ordnungszahl	Element
4	Beryllium
32	Germanium
49	Indium
69	Tantal
74	Wolfram
76	Osmium
77	Iridium
78	Platin
80	Quecksilber
81	Thallium
83	Wismut
90	Thor
92	Uran

Tabelle 34. Elemente, deren Vorkommen in Sternspektren noch zweifelhaft ist

Die seltenen Erden sind in dieser Zusammenstellung nicht aufgenommen. Das Vorkommen von Europium und Terbium vermutete Kieß im Sterne α-Can. Venat.

Im Sterne γ-Cygni (Typ F_8) sind bereits mit großer Wahrscheinlichkeit nachgewiesen: Scandium, Yttrium, Zirkon, Lanthan, Cer, Neodym und Samarium, meist in ionisiertem Zustande, und auch das Vorkommen von Praseodym, Europium und Gadolinium ist wahrscheinlich (263).

93. Chemische Verbindungen in den Fixsternatmosphären. Trotz des Vorkommens so zahlreicher Elemente in den Sternatmosphären ist die Zahl der auftretenden Verbindungen doch offenbar sehr gering.

Von Oxyden sind zu nennen:

BO in Sonnenflecken
AlO im Spektrum von o-Ceti
TiO bei den K- und M-Sternen
ZrO bei den S Sternen.

Das sehr häufig in der Literatur zitierte CO wurde bisher nicht nachgewiesen und ist bei den späteren Typen auch unwahrscheinlich. Sein angebliches Vorkommen beruht wohl im wesentlichen auf einer fälschlichen Zuordnung des Swanspektrums zum CO, während es in Wahrheit dem C_2 zugehört.

An Hydriden kommen vor:

NH auf der Sonne
OH auf der Sonne
MgH in Sonnenflecken
CaH in Sonnenflecken
CH Methin („Kohlenwasserstoffbande")

und vielleicht H_2 auf der Sonne (208).

Schließlich wurden folgende Kohlenverbindungen beobachtet:

CN Cyan
C_2 Dicarbon; liefert die bekannten Swanbande, häufig fälschlich dem CO zugeschrieben.

Die vorstehenden Formeln sind, wie schon erwähnt, aus spektroskopischen Gründen sehr weitgehend gesichert. In der Literatur herrscht bisher große Unsicherheit über die Träger der Bandenspektren der Kohlenverbindungen. Insbesondere muß auch die Zuordnung des Swanspektrums zum C_2 auf Grund der neueren Quantentheorie als gesichert angesehen werden. Denn es wurde in den Linien der Banden jene alternierende Intensitätsfolge beobachtet, wie sie die Symmetrieeigenschaft eines Moleküls aus zwei gleichen Atomen fordert.

Ausführlichere Überlegungen über die Existenz und die Nachweisbarkeit von Molekülen in Sternatmosphären unter spektroskopischen und thermochemischen Gesichtspunkten hat R. Wildt (235) angestellt. Aus der Größe der Dissoziationsenergien läßt sich vermuten, daß vielleicht auch die Oxyde von Chrom, Vanadium und Mangan in Sternspektren nachweisbar sein könnten. Die Oxyde der auf den Sternen sehr häufigen Elemente Stickstoff, Phosphor und Schwefel sind wegen ihrer großen Dissoziationsenergie noch bei relativ hohen Temperaturen beständig. Doch liegen die betreffenden Spektren im astronomisch unzugänglichen ultravioletten Spektralgebiet.

Bei den Hydriden wäre auch das gelegentlich vermutete Vorkommen von MgH und AlH denkbar.

Eine große Schwierigkeit bei der Identifizierung weiterer Molekülspektren besteht bei den kühleren Sternen, wo solche Bandensysteme massenhaft auftreten, in der gegenseitigen Überlagerung der Banden, die schließlich zur Auslöschung ganzer Teile des kurzwelligen Spektrums führt.

Einige noch nicht sicher gedeutete Bande führt Baxandall (235) an.

Eine Reihe noch nicht identifizierter Linien hat ebenfalls Baxandall (264) zusammengestellt. Das häufige Vorkommen von Kohlenverbindungen in den Sternspektren läßt vermuten, das der größte Teil des Kohlenstoffs schon bei Sterntemperaturen unter 5000 Grad Verbindungen eingeht; ähnlich liegen die Verhältnisse vielleicht beim Stickstoff.

94. Ruhende Spektrallinien. Im Zusammenhang mit den Sternspektren muß noch der Erscheinung der sog. ruhenden Spektrallinien gedacht werden (265). Bei einer Reihe von Sternen vom frühen O- oder B-Typus, und bemerkenswerterweise nur bei diesen, beobachtet man nämlich schmale, scharfe Absorptionslinien des ionisierten Calcium (H- und K-Linie) im Gegensatz zu den sonst breiten und diffusen Linien dieser Sterne. Der Träger dieser Linien nimmt nun merkwürdigerweise an der Bewegung des Sterns oder des Sternsystems, in dessen Spektrum die Linien auftreten, offenbar nicht teil. Denn die Bewegungskomponente in Richtung auf den Beobachter verrät sich spektroskopisch bekanntlich durch den sog. Dopplereffekt als eine gewisse Verschiebung sämtlicher Linien im Spektrum. Diese sog. ruhenden Calciumlinien machen nun die Verschiebung der anderen Linien des Spektrums, in dem sie auftreten, nicht oder nur in sehr geringem Grade mit. Neben anderen Deutungsversuchen ist der Gedanke aufgetaucht, daß es sich hier entweder um eine den Stern mehr oder minder nahe umhüllende Calciumwolke handele oder aber um eine irgendwo im Raume zwischen uns und dem Stern schwebende Calciumwolke (266, 267, 268).

Eddington (269) hat darauf hingewiesen, daß auch eine allgemeine selektive Absorption des sog. leeren Raumes vorliegen könne. Die Dichte des leeren Raumes, weit genug entfernt von allen Fixsternen, läßt sich nämlich zu etwa 10^{-24} gr · cm^{-3} abschätzen bei einer durch die Molekulargeschwindigkeit definierten Temperatur von etwa 10000 Grad. Atome des mittleren Atomgewichts um 20 werden zweimal ionisiert zu erwarten sein; die freie Weglänge eines Ions erreicht 10^8 km, die Dauer der freien Weglänge etwa ein Jahr. Mit einem monochromatischen Absorptionskoeffizienten von $9 \cdot 10^8$ läßt sich alsdann das Auftreten von ruhenden Linien des ionisierten Calcium wohl verständlich machen.

Auch dieser Anschauung stehen beträchtliche Hindernisse entgegen, das bisherige Erfahrungsmaterial widerspricht ihr aber auch nicht. Nur das Fehlen ruhender Linien in späteren Spektraltypen ist unter diesen Gesichtspunkten besonders schwerwiegend.

Das Phänomen der ruhenden Absorptionslinie ist auch bei anderen Elementen beobachtet worden, so für die Natriumlinien (270) und vielleicht auch für die Wasserstofflinien (271), sowie nach J. S. Plaskett (272) für Linien des Strontium und des Barium. Letzteres ist allerdings noch unsicher.

95. Lichtabsorption im Weltraum. Es ist bisher nicht gelungen, einwandfrei eine selektive oder allgemeine Absorption oder Streuung des Lichts im interstellaren Raum nachzuweisen, die hiernach vielleicht zu erwarten wäre (273, 274). Besonders die Sternfarben in den sicherlich sehr weit entfernten Kugelsternhaufen und in den hellsten Spiralnebeln erweisen sich offensichtlich frei von irgendwelcher Absorption, und wenn solche auch sehr wohl aus mancherlei Gründen zu erwarten wäre, muß sie ganz außerordentlich gering sein, so daß selbst Sternsysteme weit außerhalb unserer eigenen Milchstraße mehr oder weniger der Erforschung zugänglich bleiben.

Es sind jedoch, zumindestens innerhalb unserer Milchstraße, sehr ausgeprägte lokale Absorptionen des Lichts bekannt, oder besser ausgedrückt, Abschattung des Sternlichts durch vorgelagerte, nichtleuchtende, dunkle kosmische Nebel- oder Staubmassen. Solche ganz offenbar durch Abschattung entstandenen, scheinbar sternarmen Stellen in unmittelbarer Nähe sehr sternreicher Gegenden konnte Wolf (275) am Himmel zahlreich nachweisen. Sehr schön lassen sie sich auf den prächtigen, neuerdings veröffentlichten Aufnahmen Barnards (276) erkennen. Durch Abzählung der verschiedenen Sterngrößen läßt sich öfter die ungefähre Lage dieser innerhalb der Milchstraße sicherlich sehr umfangreichen Wolkengebilde ermitteln (277). Für eine dunkle Gegend im Stier fand Pannekoek die Entfernung einer solchen Wolke zu 140 parsec, Wolf für eine ähnliche Stelle im Schwan zu 450 parsec bei nur geringer Tiefe der absorbierenden Schicht. Pater Hagen vermutete aus Beobachtung der Abschattierung des Himmelshintergrundes, daß solche dunklen Massen unregelmäßig sich über den ganzen Himmel erstrecken (278).

96. Dunkele Nebel. Es kann nach allem kein Zweifel mehr sein, daß in verhältnismäßig geringer Entfernung von uns im Raume neben den noch zu besprechenden leuchtenden Nebeln auch dunkele, unregelmäßige Nebel- oder Staubmassen gelagert sind, die nur geringe Tiefenausdehnung besitzen müssen. Über die chemische Beschaffenheit dieser spektroskopisch nicht zugänglichen nebel- oder staubartigen Gebilde läßt sich natürlich garnichts aussagen. Die von den sichtbaren, hel-

leren Nebeln gewonnenen Erfahrungen lassen sich kaum ohne weiteres auf diese dunkelen Wolken übertragen; scheinen doch die sog. helleren Nebel praktisch durchsichtig zu sein.

97. Planetarische Nebel. Anschließend an die Betrachtung der Fixsternspektra wenden wir uns nunmehr den galaktischen Nebeln zu und zwar zunächst den planetarischen Nebeln (279), die ihrem Spektrum und wohl auch ihrer Entwicklung nach der normalen Spektralsequenz am nächsten stehen. Diese recht seltenen Gebilde, deren teleskopischer Anblick eine große Ähnlichkeit mit Planetenscheibchen hat, woher auch ihr Name rührt, liefern ein Emissionsspektrum mit meistens kontinuierlichem Untergrund. Das Spektrum des Zentralsterns ist nach Wright bei etwa der Hälfte dieser Sterne dem Wolf-Rayet-Typ zugehörig, bei den übrigen ein nicht näher zu klassifizierendes kontinuierliches Band. In einzelnen Fällen kommen auch Absorptions-O-Typen des Zentralsterns vor, dessen Energiemaximum noch weit im Ultravioletten liegt. Für das Spektrum der Nebel besonders charakteristisch sind die beiden Hauptnebellinien λ 5007 und λ 4959 A. E. mit dem üblichen Symbol N_1 und N_2 bezeichnet, deren Strahlungsenergie die aller anderen Linien übertrifft. Außerdem treten Wasserstoff- und Heliumlinien auf, sowie eine größere Zahl sog. Nebellinien, deren chemische Identifikation erst in allerletzter Zeit zum Teil gelungen ist. Jenseits der Balmerserie des Wasserstoffs nach Violett folgt das kontinuierliche Wasserstoffspektrum. F. Becker und W. Grotrian (280) geben eine Zusammenstellung aller bisher in planetarischen Nebeln identifizierter Elemente, wobei in der in der Spektroskopie üblichen Weise das hinter die chemische Bezeichnung gesetzte Zeichen I das Bogenspektrum des neutralen Elements bezeichnet, II das Funkenspektrum des einmal ionisierten Atoms usw. Es finden sich:

Ordnungszahl	Element
1	Wasserstoff
2	Helium I und II
6	Kohlenstoff II
7	Stickstoff III und IV (?)
8	Sauerstoff II, III und IV (?)
20	Calcium II (?)

Außerdem treten noch etwa 20 nicht identifizierter Linien auf. Zwischen dem Zentralstern und dem Nebel besteht wahrscheinlich

Übereinstimmung für die Linien von H, He II, C II, N III, O II, O III und O IV (?).

Die Verteilung der Elemente in den einzelnen Teilen des Nebels oder wahrscheinlicher die Anregungsbedingungen sind deutlich verschieden, so daß z. B. He II im Innern, O II im äußeren Teile des Nebels intensiver auftreten.

Als Ursache der Lichtemission der Nebel ist man geneigt, photoelektrische Ionisation der Atome durch das Licht des Zentralsterns anzunehmen, wobei dann die Emission ein Vorgang reinen Wiedervereinigungsleuchtens durch das Einfangen freier Elektronen darstellen würde (281). Die Befunde hinsichtlich der räumlichen Emissionsverteilung an planetarischen Nebeln passen sehr schön zu diesen Vorstellungen. Aus gewissen Überlegungen Zanstras (282) lassen sich die Temperaturen der Zentralsterne ableiten und es wurden Größen von 30 bis 70000 Grad gefunden. Die Dichten der Nebel müssen außerordentlich gering sein, nach allerdings noch nicht sehr zuverlässigen Abschätzungen etwa von der Größenordnung von 10^{-17} gr · cm^{-3}, während ihre Masse derjenigen großer Fixsterne gleichkommen mag. Die freie Weglänge der Gasionen in den Nebeln muß nach Tausenden von Kilometern zählen.

Das Auftreten einer ganzen Reihe charakteristischer Linien in den Nebeln, die bisher im Laboratorium nicht erzeugt werden konnten, hat lange Zeit die Astronomie und Physik in gleichem Maße beschäftigt. Anfänglich schrieb man die Linien einem hypothetischen Element „Nebulium" zu, oder auch mehreren derartigen ad hoc erfundenen Elementen. Als das periodische System dafür keinen Platz mehr ließ, hat es nicht an Versuchen gefehlt, Atommodelle mannigfacher Art zur Erklärung herbeizuziehen (283). Eine allseitige befriedigende Deutung hat indessen neuerdings Bowen (284) gefunden, dessen Gedankengänge auch zukünftig noch manchen Erfolg versprechen. Er konnte nämlich zeigen, daß eine Reihe der fraglichen Linien ganz offenbar dem N II, O II und O III angehören müssen. Insbesondere konnten die beiden Hauptnebellinien N_1 und N_2 dem O III zugeschrieben werden. Ähnliche Deutungen fanden sämtliche stärkere und viele schwache Linien. Linienemission tritt bekanntlich nach unseren heutigen Vorstellungen vom Atommodell auf durch Elektronenübergänge von einem Energieniveau des betreffenden Atoms zu einem anderen, wobei die Differenz der Energiestufen nach Maßgabe des Produktes $h \cdot \nu$ der Bohrschen Frequenzbedingung die Wellenlänge bestimmt. Es handelt sich bei den Emissionen der Nebellinien nun

um Übergänge zwischen den Grundzuständen des betreffenden Ions. Solche Übergänge sind aber nach dem in der Spektroskopie wohlbekannten Gesetz der Auswahlregel verboten, d. h. sie treten unter den von uns reproduzierbaren Verhältnissen, wenn man von starken elektrischen Feldern absieht, statistisch so selten auf, daß sie nicht beobachtbar sind. Aus den bekannten Energieniveaus der Atome von Sauerstoff und Stickstoff lassen sich aber die Wellenlängen solcher Linien mit aller Schärfe berechnen, so daß die Gewißheit ihrer Identifikation eine sehr große ist, die durch Intensitätsbetrachtungen noch gesteigert wird (280). Charakteristisch für solche verbotenen Linien ist die Tatsache, daß die Anfangszustände der Emissionen sog. metastabile Zustände sind. Solche Zustände haben eine viel längere Lebensdauer, als angenommen wird, etwa von der Größenordnung von einer Sekunde, gegenüber den normalen Zuständen von 10^{-7} bis 10^{-8} Sekunden Dauer. Nach Ablauf einer solchen Zeit gehen sie spontan unter Emission einer verbotenen Linie in den stabileren Zustand kleinerer Energie über, wie Bowen annimmt, wenn ihre Existenz bis dahin nicht von außen durch Stöße oder andere Ursachen gestört wird. Bei den zu erwartenden vakuumartigen Dichten der Nebel muß nun tatsächlich ein Atom schätzungsweise mehrere Sekunden ungestört durch andere sich bewegen können, so daß Emissionen verbotener Übergänge wohl möglich werden. Da die Schichtdicke groß genug ist, vermögen wir trotz der starken Verdünnung noch die Emissionen zu erblicken. Verdünnung und Schichtdicke lassen sich in diesem Maße im irdischen Experiment nicht realisieren, wodurch der bisherige Mißerfolg terrestrischer Experimente begreiflich wird.

98. Diffuse Nebel. Die Spektren der mannigfaltigen diffusen Nebel am Himmel sind weit weniger einheitlich und weniger einfach zu beschreiben als die der Klasse der planetarischen Nebel. Eine ausführliche Studie dieser diffusen Gebilde verdanken wir Hubble (285). Ihre Spektren verteilen sich ziemlich gleichmäßig auf kontinuierliche Spektren, die nur in wenigen Fällen Emissionen oder Absorptionen zeigen, und auf Emissionsspektra. Letztere sind denen der planetarischen Nebel eng verwandt. Sie zeigen Emissionen des Wasserstoffs, des Helium und des Sauerstoffs neben den bekannten Nebellinien. Die Balmerserie des Wasserstoffs tritt aber bei dieser Klasse weit stärker hervor als bei den planetarischen Nebeln.

Die Absorptionsspektra der kontinuierlichen Nebel scheinen wesentlich mit den Spektren der in der Nähe stehenden Sterne überein-

zustimmen, wie Slipher zeigte. Es hat sich daher die Ansicht durchgesetzt, daß das Leuchten auch dieser Nebelmassen nicht Temperaturleuchten ist, wie man früher annahm, sondern ursächlich mit nahestehenden oder eingebetteten Sternen zusammenhängt. Solche Sterne haben sich tatsächlich mit sehr geringen und erklärlichen Ausnahmen finden lassen, und auch die zu erwartende Intensitätsverteilung in den Nebeln entspricht diesen Anschauungen. Wir stellen uns darum vor, daß die Emissionsspektra der Nebel durch die sehr heißen O_e- und B_e-Sterne mit besonders starker Ultraviolettstrahlung auf dem Wege der Luminiszenz zustande kommen, die kontinuierlichen Spektra durch Reflexion des Lichtes weniger heißer Sterne. Von diesem Standpunkt aus wird der Zusammenhang zwischen hellen und dunklen Nebeln begreiflich, die sonst wesensverschieden sind. Man ist geneigt, für beide gleiche materielle Bestandteile, vielleicht staubförmiger Art, anzunehmen, die unter der intensiven kurzwelligen Bestrahlung heißer Sterne in ionisierten Zustand geraten, die aber ohne solche Anregung bereits in Form chemischer Verbindungen nur noch streuen oder absorbieren. Stark absorbierende bzw. abschattende Wolken lassen sich allenthalben in der Milchstraße nachweisen und scheinen als absorbierender, schwacher Gürtel sich auch längs der Achse entfernter Spiralnebel hinzuziehen. Über ihre nähere chemische Konstitution läßt sich natürlich nichts weiter aussagen. Ihre Dichte mag von der Größenordnung $10^{-20}\,g \cdot cm^{-3}$ sein. Es ist sehr wohl möglich, daß die Nebel nicht nur aus den relativ wenigen Elementen bestehen, die wir im Spektroskop nachweisen können. Denn für die meisten Elemente rücken die zu erwartenden Linien hoher Anregung so weit ins Ultraviolett, daß sie sich jedem Nachweis entziehen.

99. Außergalaktische Nebel. Hinsichtlich der Spektren der außergalaktischen Nebel ist noch sehr viel weniger bekannt, was bei der außerordentlichen Lichtschwäche dieser Gebilde sehr begreiflich ist (286). Von einigen hellen Spiralnebeln gelang es indessen Fath (287), M. Wolf (288) und Slipher, auf dem Lowell-Observatorium Spektrogramme zu erhalten. Besonders der helle Andromedanebel ist häufig Gegenstand erfolgreicher spektroskopischer Studien geworden. Die Spektren der Spiralnebel scheinen ziemlich gleichförmig zu sein und gehören im allgemeinen dem Typus G oder K an. Sie zeigen also ein kontinuierliches Spektrum mit Absorptionen ähnlich wie das Sonnenspektrum. Auffällig sind nach Fath besonders die Linien des Calcium, des Wasserstoffs und einige Eisenlinien. Es sind aber auch Emissionen beobachtet worden,

die sich den Absorptionen überlagern. Nach Wolf scheinen sie in der Mehrzahl mit gewissen hellen Linien der O-Sterne und der Novae identisch zu sein. Die Spektren ähneln aber sonst, von Ausnahmen abgesehen, sehr normalen G-Stern-Spektren, was vielleicht insofern überraschen könnte, als offenbar doch das Licht von Sternen aller Typen im Spektrum der Spiralnebel vereinigt wird. Tatsächlich aber konnte Fath und auch Slipher zeigen, daß das Spektrum des allgemeinen Milchstraßenlichts, ihr sogenanntes integriertes Spektrum, das offenbar in ganz ähnlicher Weise zustande kommt wie dasjenige der Spiralnebel, ebenfalls praktisch dem Sonnenspektrum sehr nahe gleicht.

Da reguläre Spaltspektrogramme von Spiralnebeln schwierig zu erhalten sind, haben Lundmark und Lindblad (289) für eine Reihe von Spiralnebeln Farbenäquivalente nach der Methode der effektiven Wellenlänge abgeleitet. Auch diese entsprechen im Mittel etwa dem Spektraltypus G. Gewisse dunkle, streifenförmige Zonen auf den Aufnahmen vieler Spiralnebel lassen auch dort ähnliche abschattende dunkle Massen vermuten, wie wir sie schon bei der Betrachtung der galaktischen Nebel kennenlernten.

Zwar können sehr ausgedehnte Gasmassen in großer Schichtdicke auch bei geringer Dichte ein reguläres Sternspektrum vortäuschen, sodaß der Schluß auf ein aus Sternen aufgebautes System für die Spiralnebel allein aus dem Spektrum nicht ohne weiteres stichhaltig wäre. Nachdem es aber gelungen ist, mit teleskopischen Mitteln außer dem Andromedanebel auch einige andere Spiralnebel wenigstens teilweise direkt in Sterne aufzulösen, hat die Ansicht eine starke Stütze erfahren, daß diese Gebilde tatsächlich aus Einzelsternen aufgebaute, weit entfernte, mehr oder weniger selbständige Sternsysteme sind, vielleicht ähnlich unserer Milchstraße. Daß auch dort eine ähnliche chemische Zusammensetzung gefunden werden kann, ist nach den bisherigen Forschungsergebnissen durchaus zu erwarten.

Für eine große Zahl jener in ganzen scheinbaren Nestern am Himmel vereinigter Spiralnebel, wie sie Shapley neuerdings beschrieben hat, und die vielleicht ihrerseits wiederum ein sehr weit entferntes System höherer Ordnung darstellen, konnten wenigstens Farbenindizes bestimmt werden. Bei allerdings ziemlich großen Schwankungen der Einzelwerte ergibt sich der Mittelwert dieser Farbenindizes ebenfalls als dem Spektraltypus G entsprechend. Spektralaufnahmen dieser fernen, lichtschwachen Gebilde zu erhalten, ist natürlich ganz unmöglich.

100. Sternhaufen. Nicht viel günstiger steht es schließlich auch mit der Beantwortung der Frage nach unseren Kenntnissen über das Vorkommen chemischer Elemente in den sog. Kugelsternhaufen. Die Untersuchung der Spektren einzelner Sterne in den Haufen ist ganz unmöglich, so daß auch hier ganz ungenaue sog. hypothetische Spektren auf dem Umweg über irgendwelche Farbenäquivalente abgeleitet werden müssen oder einfach integrierte Spektren des ganzen Haufens. Von letzteren wurden einige bestimmt von Fath (287). Die Spektren waren den normalen Sternspektren ähnlich und lagen stets zwischen dem F- und G-Typus mit sehr deutlich entwickelter Absorption der Balmerserie des Wasserstoffs. Es ist aber daraus zunächst nur der Schluß zulässig, daß der das Spektrum bestimmende Teil der Glieder des Haufens zwischen den Typen A und G liegen müssen. Die Methode effektiver Wellenlängen, die Lundmark und Lindblad auch auf Sternhaufen anwandten, hat zu sehr ähnlichen Resultaten geführt. Für einzelne Haufen sind die Farbenindizes ziemlich vieler Sterne, mehrerer Hundert, bestimmt worden (291). Die maximalste Sternzahl wies die hypothetische Spektralklasse f bis g auf. Ten Bruggencate (292) konnte aus dem Farbenhelligkeitsdiagramm, das aus den Farbenindizes und den gemessenen scheinbaren Helligkeiten der Haufensterne gezeichnet werden kann, analog dem normalen Russell-Diagramm, wertvolle Schlüsse ziehen. Zur Beobachtung kommen wohl nur die Riesensterne des Haufens. Außer diesen aber tritt im Diagramm ein als Ast der Hypergiganten gedeuteter Zweig hervor, der wohl die allergrößten und schon im frühen Stadium unstabil werdenden Massen enthält. Soweit wir zu beurteilen vermögen, dürfte auch in den Sternhaufen die allgemeine Verteilung der Sterne der im übrigen Kosmos gefundenen ähnlich sein.

Abkürzungen

A. N. = Astronomische Nachrichten, Kiel.
Ap. J. = The Astrophysical Journal, Chicago.
C. R. = Comptes Rendus, Paris.
M. N. = Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, London.
Mt. Wilson Contr. = Contributions from the Mount Wilson Observatory.
P. A. S. P. = Publications of the Astronomical Society of the Pacific, San Francisco.

Literatur

1. E. Cohen: Meteoritenkunde. Stuttgart 1894, 1903, 1905.
2. L. Fletcher: An Introduction to the Study of Meteorites. British Museum Nat. Hist. London 1908.
3. O. C. Farrington: Meteorites. Chicago 1915.
4. G. P. Merrill: Annual Report. Smithonian Institution of Washington 1919.
5. Berwerth und Michel: Fortschr. d. Miner. Krist., Petrogr. Bd. 1, 2, 3. 5, 7.
6. Brezina: Proc. Am. Phil. Soc. 53, S. 211 (1904).
7. G. T. Prior: Min. Mag. Vol. 19, S. 51 (1920).
8. O. C. Farrington: Publ. Field Museum. 1911. Geol. Ser. 3.
9. E. Strömgren: Über den Ursprung der Kometen. Kopenhagen 1914.
10. G. v. Niessl: Enzykl. d. Math. Wiss. VI, 2, 10, S. 427ff.
11. C. Hoffmeister: Erg.-Heft der Astr. Nachr. Bd. 4, Nr. 5.
12. G. P. Merrill: Proc. of the Amer. Phil. Soc. Philadelphia. Vol. 65, S. 119 (1926).
13. N. T. Bobrovnikoff: P. A. S. P. 39, S. 382 (1927).
L. Kulik: Expeditionsbericht. Deutsche Übersetzung. Weltall, Juli 1929, Heft 10/11.
14. O. C. Farrington: Catalogue of the Collection of Meteorites in the Field Museum of Nat. Hist. at Chicago. Chicago 1916.
15. N. Lockyer: The Meteoric Hypothesis. London 1890.
16. W. Crookes: Phil. Trans. A. 217 (1918).
17. W. N. Hartley and H. Ramage: Ap. J. 9, S. 221 (1899).
18. R. Strutt: Proc. Roy. Soc. A, Vol. 77, S. 472 (1906).
19. T. T. Quirke, L. Finkelstein: Amer. Jour. of Science. Vol. XLIV, S. 237 (1917).
20. G. Halledauer: Sitzb. d. Wiener Akad. Abt. II A, Bd. 134, S. 39 (1925).
21. Wright and Larsen: Am. Jour. of Science. 4, 27, S. 423 (1909).

22. Neumayr-Sueß: Erdgeschichte I, S. 200ff. Leipzig und Wien 1920.
F. Hanuš: Bull. internat. de l'Akad. des Sciences de Bohème 1928.
23. Graham: Proc. Roy. Soc. 15, S. 502 (1867).
24. A. W. Wright: Am. Jour. of Science. 3, 9, S. 294—302 und 459/60 (1875); 3, II, S. 253—262 und 12, S. 165—176 (1876).
25. R. T. Chamberlin: Carnegie Inst. Washington 1908.
26. F. Paneth: Zeitschr. für Elektrochemie. Bd. 34, Nr. 9, S. 645 (1928).
F. Paneth, D. Urry, W. Koeck: Nature. Nr. 3152, S. 490 (1930).
26a. R. Vogel: Zeitschr. f. anorg. Chemie. Bd. 142, S. 193 (1925).
Yung: Zeitschr. f. Kristallogr. Bd. 65, 1927.
27. Brezina: Denkschrift d. Wiener Akad. 88, S. 641 (1905).
28. Vgl. hierzu E. Carthaus, Himmel und Erde. 1914. S. 145.
29. V. M. Goldschmidt: Naturwiss. 1922, Heft 42, und 1930, Heft 47/49.
30. G. T. Prior: Min. Mag. and Journal of the Min. Soc. London. Vol. XVII (1913).
31. Vgl. Zusammenstellung bei F. Behrend und G. Berg, „Chemische Geologie", 1927.
32. O. C. Farrington: Publ. Field Museum. Geol. Ser. 3, 213 (1910).
32a. J. und W. Noddack: Naturwissenschaften 1920, S. 757.
33. W. D. Harkins: Phil. Mag. Vol. XLII, S. 305 (1921).
34. W. Nernst: Das Weltgebäude im Lichte der neueren Forschung. Berlin: Springer 1921.
35. G. P. Baxter and L. W. Parsons: Jour. Am. Chem. Soc. 43, 507 (1921).
G. P. Baxter and F. A. Hilton: Journ. Am: Chem. Soc. Bd. 45, S. 694 (1923).
F. M. Jaeger und D. W. Dykstra: Zeitschr. f. anorg. u. allgem. Chemie. Bd. 142, S. 233 (1925).
36. Vorzügliche Photographien der Mondoberfläche, stammen besonders von der Pariser Sternwarte, dem Lick-, Jerkes- und Mt. Wilson-Observatorium.
37. Vgl. u. a.: G. Günther: Vergleichende Mond- und Erdkunde. Braunschweig: F. Vieweg 1911.
J. Wilsing: Entwicklungsgeschichte des Mondes. Publ. d. Astrophys. Obs. Potsdam. Bd. 24, Nr. 77 (1921).
38. G. Müller: Die Photometrie der Gestirne. Leipzig 1897.
39. N. Barabascheff: A. N. 221, Nr. 5298 (1924).
40. A. Marcov: A. N. 221, Nr. 5285 (1923).
41. A. Marcov und N. Barabascheff: A. N. 226, Nr. 5409 (1925).
42. Bond: Mem. of the Am. Acad. of Arts and Science. N. S. 8, 232, 1561.
43. W. J. Wislicenus: bearb. v. C. Wirtz. A. N. 201, Nr. 4816/17 (1915).
44. F. W. P. Goetz: Veröff. d. Sternwarte Österberg. Bd. I, 2 (1919).
45. E. C. Pickering: Selenogr. Jour. 1882.
46. J. Wilsing, J. Scheiner: Publ. d. Astrophys. Obs. Potsdam 20, Nr. 61 (1909).
47. J. Wilsing, J. Scheiner: Publ. d. Astrophys. Obs. Potsdam 24, Nr. 77 (1921).
48. F. W. Very: A. N. 201, Nr. 4819/20 (1915).
49. E. Pettit: P. A. S. P. 39, S. 241 (1926).
50. R. W. Wood: Photogr. Jour. 1910 und Ap. J. 36, 75 (1912).

51. A. Miethe und B. Seegert: A. N. 188, Nr. 4489, 4502, 4510 (1911).
52. A. F. Warth: Nature 110, 605.
53. N. Barabascheff: Russ. Astr. Jour. Bd. I (3—4), 44, (1924).
54. J. J. Landerer: C. R. 109 (1889); 111 (1890); 150 (1910).
N. P. Barabascheff: A. N. 229, Nr. 5473 (1926).
F. E. Wright: Proc. Nat. Acad. Washington 13, 535 (1927).
B. Lyot: An. de l'Observ. de Paris. Vol. 8; 1 (1929).
55. H. C. Vogel: Untersuchungen über die Spektra der Planeten. Leipzig 1874.
56. H. C. Vogel: Sitzber. d. Preuß. Akad. d. Wiss. Berlin 1895, S. 5.
57. J. E. Keeler: A. N. 122, Nr. 2927 (1889).
58. C. E. St. John, S. B. Micholson: Ap. J. 56, S. 380 (1922).
59. H. N. Russell: Ap. J. 9, S. 284 (1899).
60. J. Evershed: M. N. 79, S. 257 (1919).
61. B. v. Worontzoff-Welyaminoff: A. N. 220, Nr. 5277 (1923).
62. A. W. Clayden: M. N. 79, S. 507 (1919).
63. B. Lyot: Bull. d. l. Soc. astr. de France 38, S. 102 (1924).
64. F. E. Ross: Ap. J. 68, S. 57 (1928).
65. A. Kühl: Vierteljahresschr. d. Astr. Ges. 59, S. 196 (1924).
66. Vgl. u. a. die großen Marsmonographien:
A. Flammarion: La planète Mars. Paris 1892 (1901).
P. Lowell: Mars and its Canals. New York 1906.
W. H. Pickering: Mars. Boston 1921.
E. M. Antoniadi: La Planète Mars. Paris 1930.
67. P. Lowell: Phil. Mag. 14, 161 (1907).
68. J. H. Poynting: Phil. Mag. 14, 749 (1907).
69. W. W. Coblentz: A. N. 224, Nr. 5374 (1925). P. A. S. P. 36, S. 269—272 (1924); zusammenfassend Naturw. 15, S. 809 (1927).
70. E. Pettit, S. B. Nicholson: A. N. 225, Nr. 5395 (1925).
W. W. Coblentz: A. N. 227, Nr. 5448 (1926).
71. D. H. Menzel: Ap. J. 58, S. 65 (1923).
D. H. Menzel, W. W. Coblentz, C. O. Lampland: Ap. J. 63, S. 177 (1926).
72. W. W. Campbell: P. A. S. P. 6, S. 228 (1894).
73. J. E. Keeler: Ap. J. 5, S. 328 (1897).
74. Millochau: Bull. de la Soc. astr. de France 18, S. 469 (1904).
75. P. Lowell: Lowell. Obs. Bull. Nr. 17 (1905).
76. V. M. Slipher: Ap. J. 28, S. 397 (1908).
77. F. W. Very: Lowell Obs. Bull Nr. 36 (1909).
78. W. W. Campbell: Lick, Abs. Bull. Nr. 169, S. 149 (1909).
79. W. W. Campbell; J. Albrecht: Lick Obs. Bull. Nr. 180, S. 11 (1910).
80. F. W. Very: Lowell Obs. Bull. Nr. 65, S. 2; Nr. 15, S. 71 (1914). A. N. 199, Nr. 4762 (1914).
81. W. S. Adams: C. E. St. John: Ap. J. 63, S. 133 (1926).
82. N. Kalitin: Nachr. d. russ. Astr. Ges. St. Petersburg 16, 106 (1910).
83. G. Tikhow: Nachr. d. russ. Astr. Ges. St. Petersburg 16, 174 (1910). Akad. Impér. des Sciences. Bulletin. St. Petersbourg 12, 883 (1910).
84. G. Tikhow: Pullow. Mitt. 4, S. 73, Nr. 42 (1911).
85. W. H. Wright: P. A. S. P. 36, S. 239 (1924). Lick Obs. Bull. Nr. 366 (1925).

86. D. H. Menzel: Ap. J. 63, S. 48 (1926).
87. F. E. Ross: Ap. J. 64, S. 243 (1926).
88. N. T. Bobrovnikoff: Lick Obs. Bull. 407 (1929).
V. M. Slipher: Pop. Astr. XI, Nr. 1, S. 1 (1903).
89. W. W. Coblentz; C. O. Lampland: Proc. Nat. Akad. Washington 11, S. 34 (1925).
90. M. Millochau: C. R. 138, S. 1477 (1904).
V. M. Slipher: Pop. Ast. XI, Nr. 1, S. 1 (1903).
91. V. M. Slipher: Lowell Obs. Bull. Nr. 16, (1905).
92. V. M. Slipher: Lowell Obs. Bull. Nr. 42 (1909).
93. L. Becker: M. N. 78, S. 77 (1917).
94. R. W. Wood: Ap. J. 34, S. 310 (1911).
M. P. Lowell: C. R. 150, S. 1026 (1910).
95. P. Guthnick: A. N. 198, Nr. 4741 (1914). Sitzber. d. Preuß. Akad. 1927.
96. V. M. Slipher: Lowell Obs. Bull. 27 (1906).
97. M. P. Lowell: C. R. Vol. 147, S. 516 (1908).
98. J. E. Keeler: Ap. J. 1, S. 416; 2, S. 163 (1895).
99. H. v. Seeliger: Abh. d. Kgl. Bay. Akad. d. Wiss. II, Bd. 16, S. 405; 18, S. 1.
100. A. Belopolsky: A. N. 139, Nr. 3313 (1895).
101. M. P. Lowell: C. R., Bd. 150, I, S. 1026 (1910).
102. G. A. Tikhoff: Mitt. d. Nikolai-Hauptsternwarte in Polkwa Bd. IV, 6, Nr. 42 (1911).
103. E. Schoenberg: Photometrische Untersuchungen über Jupiter und das Saturnsystem. Helsingfors 1921.
104. Zuletzt A. N. 4741, Bd. 198 (1914).
105. K. Graff: A. N. 220, Nr. 5276 (1923).
106. H. C. Vogel: Ap. J. 1, S. 4 (1895).
107. V. M. Slipher: Lowell Obs. Bull. 13 (1904).
108. G. A. Tikhoff: Bull. d. l'Observ. centr. d. Russie à Poulkovo VIII, 5, Nr. 87 (1922).
109. O. Büry: A. N. 190, Nr. 4537 (1911).
110. J. C. McLennan, R. Ruedy, A. C. Burton: Proc. Roy. Soc. Vol. 120A, Nr. A785, S. 296 (1928).
111. H. Jeffreys: The Earth. Cambridge 1924.
112. H. Jeffreys: M. N. 84, S. 7 (1924).
B. Fessenkoff: Russ. Astr. Jour. 1; 3—4, S. 102 (1924).
D. H. Menzel: P. A. S. P. 42, S. 228 (1930).
113. E. Strömgren: Publ. Kopenk. Obs. 19 (1914).
114. G. Fayet: Recherches concernant les excentricités des comètes Paris 1906.
115. Siehe auch S. Fabry: Étude sur la probabilité des comètes hyperboliques et l'origine des comètes. Thères, Paris 1893.
K. Hillebrand: Wiener Akad. Denkschrift 81 (1908).
G. Armellini: Roma. Acad. Linc. Rend. 23, 1 (1914).
Enzykl. d. math. Wiss. VI, 2, I, S. 926ff.
116. Vgl. u. a. J. v. Hepperger: Wiener Ber. IIa, 115, S. 785 (1906). (Massenbestimmung aus Störungen.)
H. Rosenberg: Ap. J. 30, S. 267 (1909). (Photometrische Massenbestimmung.)

K. Schwarzschild: Ap. J. 34, S. 342 (1911). (Photometrische Massenbestimmung.)
117. Bessel: A. N. 13, Nr. 300—302 (1836).
118. Bredichin-Jaegermann: Kometenformen. Leipzig 1890.
Bredichins mechanische Untersuchungen über Kometenformen. St. Petersburg 1903.
119. M. Wolf: A. N. 180, Nr. 4297 (1909).
A. Kopff: N. A. 180, Nr. 4304 (1909).
120. R. Jaegermann: A. N. 166, Nr. 3978 (1904); A. N. 168, Nr. 4025 (1905); A. N. 176, Nr. 4217/18 (1907).
A. Kopff: Publ. d. Astrophys. Inst. Königstuhl-Heidelberg 3, Nr. 2 (1907).
121. A. Orloff: Publ. d. Univ.-Sternwarte Yarjew (Dorpart) 21 (197) [Russisch]
122. A. Kopff: A. N. 182, Nr. 4348 (1909).
123. A. S. Eddington: M. N. 70, S. 442 (1910).
124. F. Zöllner: Wiss. Abt. II.
125. K. Schwarzschild: Münchner Ber. 31, S. 293 (1901).
126. P. Debye: Ann. d. Physik 30, S. 57 (1909).
127. W. Baade und W. Pauli: Naturw. 15, S. 49 (1927) vergl. aber A. Unsöld: Zeitschr. f. Physik 44, S. 703 (1927).
128. A. Belopolsky: Obs. 45, S. 110 (1922); Obs. 46, S. 124 (1923).
129. G. B. Donati: A. N. 61—63, mehrere Artikel.
130. B. Hasselberg: Über die Spektren der Kometen. St. Petersburg 1880.
131. W. N. Wright: Lick Obs. Bull. 5, Nr. 174 (1910).
S. Albrecht: Lick Obs. Bull. 5, Nr. 174 (1910).
132. F. Baldet: Ann. de d'Obs. d'Astronomie physique de Paris, VII, 1926.
F. S. Hogg: Jour. Astr. Sos. of Canada, Febr. 1929.
= Harv. Repr. 57, 1929.
133. W. W. Campbell: Lick Bull. 5, Nr. 135, (1908).
134. J. Evershed: M. N. 68, S. 16 (1907).
135. W. W. Campbell; G. Albrecht: Ap. J. 29, S. 84 (1909).
136. Monographie in den Mem. of the British Astr. Ass. Vol 19, S. 1 (1914).
137. C. W. Raffety: Phil. Mag. 32, S. 546 (1916).
138. A. Fowler: M. N. 70, S. 484 (1910).
139. H. Chrétien: C. R. 145, S. 549 (1907).
140. A. Fowler: M. N. 70, S. 176 (1909).
141. N. T. Bobrovnikoff: Ap. J. 66, S. 145 (1927).
142. N. T. Bobrovnikoff: Ap. J. 66, S. 439 (1927); auch H. Rosenberg: Ap. J. 30, S. 267 (1909).
143. K. Schwarzschild: Ap. J. 34, S. 352 (1911).
144. N. T. Bobrovnikoff: Phys. Rev. 29, 210 (1927) und P. A. S. P. 40, S. 164 (1928).
145. A. C. Johnson: M. N. 87, S. 625 (1927).
146. E. C. Pickering: A. N. 179, Nr. 4296 (1909).
147. Neue Lit. über die Sonne:
S. G. Abbot: The Sun. New York-London 1911.
W. H. Julius: Physik der Sonne. Handw. d. Naturw. Jena 1912.
F. Pringsheim: Physik der Sonne; Kultur der Gegenwart; Astronomie. Berlin: Springer 1921.

J. A. Mitchell: Eclipses of the Sun. New York 1923.
W. H. Julius: Zonnesphysica. Groningen 1928.
G. Abetti: Solar Physics; Handbuch der Astrophysik, Bd. 4. Berlin 1929.
Zur Spektroskopie:
A. Hnatek: Encykl. d. Math. Wiss. Bd. VI, 2b (1930).
148. A. S. Eddington: The internal constitution of the stars. Cambridge 1926.
149. R. Emden: Gaskugeln. Leipzig 1907.
150. O. Hahn: Was lehrt uns die Radioaktivität über die Geschichte der Erde? Springer, Berlin 1926.
151. E. Freundlich: Ergeb. d. exakt. Naturw. Bd. IV. Berlin: Springer 1927.
152. S. Rosseland: M. N. 85, S. 541 (1925).
153. W. Anderson: Zeitschr. f. Physik 38, S. 530 (1926).
154. W. Nernst: Theoretische und experimentelle Grundlagen des Neuen Wärmesatzes. Halle 1918.
155. J. Eggert: Phys. Zeitschr. 20, S. 570, 1919.
156. Meg-Nad-Saha: Zeitschr. f. Physik 6, S. 40 (1921).
157. H. R. Russell: Ap. J. 55, S. 119 (1921).
158. R. W. Fowler und F. Milne: M. N. 83, S. 403 (1923); M. N. 84, S. 499 (1924).
159. Einen handlichen photogr. Atlas des Sonnenspektrums gibt G. Higgs: A photographic atlas of the normal solar spectrum.
160. H. A. Rowland: Preliminary Table of Solar Spectrum Wawe lengths. Chicago 1896 (mit Atlas); und Revision of Rowlands Preliminary Table Carnegie Inst. Washington 1928.
161. G. Hofbauer: Sitzber. d. Wiener Akad. Bd. 116, Abt. IIa, S. 267 (1907). St. John und Chr. E. Moore: Ap. J. 68, S. 93 (1928).
162. G. Eberhard: Sitzber. Preuß. Akad. XVIII (1906).
163. W. F. Meggers: Ap. J. 47, S. 1 (1918); Publ. Alleg. Observatory 6, Nr. 3 (1919).
164. K. Burns: Lick Obs. Bull. 10, S. 64 (1920).
165. F. S. Brackett: M. Wilson Contr. 9, S. 399 (1920).
166. C. Fabry und H. Buisson: Ap. J. 54, S. 297 (1921).
167. F. W. Dyson: Phil. Trans. Vol. 206, A, S. 403 (1906).
168. S. A. Mitchell: Ap. J. 38, S. 407 (1913); Ap. J. 39, S. 166 (1914); siehe auch Eclipses of the Sun. New York 1923.
169. W. W. Campbell und J. H. Moore: Lick Obs. Bull., Vol 10, Nr. 318, S. 1 (1918).
170. Vgl. hierzu:
C. Joung: „The Sun". London 1892.
C. G. Abbot: „The Sun". London-New York 1912.
F. J. M. Stratton: Astronomical Physics. London 1925.
Russell-Dugan-Stewart: Astronomy II. Boston 1927.
171. C. Runge und F. Paschen: Physik. Zeitschr. 14, S. 1267 (1912).
172. A. Fowler: M. N. 67, S. 530 (1908).
173. Hartley und Ramage: Ap. J. 9, S. 214 (1899).
174. H. N. Russell: Science 39, S. 791 (1914).
175. H. N. Russell: Ap. J. 55, S. 119 (1922).

176. A. D. Ross: M. N. 71, S. 673 (1911).
177. F. W. Dyson: A. N. 192, Nr. 81 (1912).
S. A Mitchell: A. N. 192, Nr. 265 (1912).
S. A. Mitchell: Pop. Astr. 21, S. 321 (1913).
J. Evershed: Observ. 35, 360 (1912).
J. Evershed: Kodaikánd Obs. Bull. 27, 2, S. 503 (1913).
178. C. H. Payne: Stellar Atmospheres. Cambridge 1925.
179. J. A. Mitchell: Obs. 36, S. 307 (1913);
für Argon: J. M. Fruman: Ap. J. 68, S. 177 (1928).
H. N. Russell und J. S. Bowen: Ap. J. 69, S. 196 (1929).
180. Vgl. zahlreiche Publikationen d. Mt. Wilson Contr.
181. U. a.: C. E. St. John: Ap. J. 37, S. 322, 1913.
C. E. St. John und H. D. Babcock: Ap. J. 60, S. 32 (1924).
182. C. E. St. John: Mt. Wilson Contr. 4, S. 157, Nr. 74 (1913).
C. E. St. John: Mt. Wilson Contr. 117, 348 (1928).
183. C. E. St. John: Ap. J. 40, S. 356 (1914).
184. H. F. Newall, F. E. Baxandal und C. P. Buttler: M. N. 76, S. 640 (1916).
F. Lowater: Pop. Astr. 25, S. 179 (1917).
185. A. Fowler und C. C. L. Gregory: Phil. Trans. 218, 351 (1919).
186. A. Fowler: Sitzg. d. Royal Soc. London. 1918, Jan. 24.
187. R. Emden: Ber. d. Kgl. Bay. Akad. d. Wiss. Math.-Phys. Klasse 31, 339 (1901).
188. J. Evershed: M. N. 70, S. 217, 1910.
189. G. E. Hale, W. S. Adams und W. G. Gale: Ap. J. 24, S. 185, 1906.
E. Hale und W. S. Adams: Ap. J. 25, S. 75 (1907).
S. Adams: Ap. J. 27, S. 45 (1908).
S. Adams: Ap. J. 30, S. 86 (1909).
190. G. E. Hale und W. S. Adams: Ap. J. 25, S. 75 (1907).
191. A. Fowler: M. N. 67, S. 530 (1907); Proc. Roy. Soc. London 1909, Juni 24.
192. Ch. M. Olmsted: Ap. J. 27, S. 66 (1908).
193. S. B. Nicholson und N. P. Perrakis: Ap. J. 68, S. 327 (1928).
J. Evershed und A. S. Cortie: Obs. 32, S. 101 (1909).
194. W. M. Mitchell: Ap. J. 30, S. 44 (1909).
195. G. Abetti und Ruth E. Smith: Ap. J. 33, S. 141 (1911).
196. H. Moore: P. A. S. P. 35, S. 333 (1923).
197. H. Ludendorff: Sitzber. d. Preuß. Akad. 5, 83 (1925).
E. Pettit und S. B. Nicholson: Ap. J. 64, S. 136 (1926).
198. H. Ludendorff: Sitzber. d. Preuß. Akad. d. Wiss. 1928, XVI, mit ausführlichen Lit.-Angaben.
199. S. B. Nicholson: M. N. 72, S. 139, S. 677, S. 729 (1911/12).
S. B. Nicholson: M. N. 76, S. 415 (1916).
200. A. Pannekoek: Bull. of the Astr. Institutes of the Netherlands 1, 127 (1922).
201. Meg-Nad-Saha: Nature 121, 671 (1928).
202. A. L. Cortie: M. N. 75, S. 105 (1914).
203. H. D. Curtis und K. Burns: Publ. Alleg. Obs. Vol. VI, Nr. 6 (1925).
204. K. Schwarzschild: Mitt. Sternw. Göttingen 13 (1906).

205. W. Anderson: Zeitschr. f. Physik 33, S. 273 (1925).
34, S. 453 (1925).
35, S. 757 (1926).
37, S. 342 (1926).
38, S. 530 (1926).
41, S. 51 (1926).
205a. M. Minnaert: Zeitschr. f. Astrophysik. Bd. 1, Nr. 4 (1930).
206. R. H. Fowler und E. A. Milne: M. N. 83, S. 403 (1923).
207. J. H. Stewart: Ap. J. 59, S. 30 (1924).
208. H. N. Russell: Ap. J. 63, S. 1 (1926).
H. N. Russell: Mt. Wilson Contr. 383 (1929).
209. C. H. Payne: Stellar Atmospheres. Cambridge 1925. Kp. XIII, S. 177.
210. A. Unsöld: Zeitschr. f. Physik 44, S. 793 (1927).
A. Unsöld: Zeitschr. f. Physik 46, S. 765 (1928).
A. Unsöld: Über den Einfluß von Stößen auf die Struktur d. Fraunhofer Linien. Sommerfeld-Festschrift.
211. A. Schuster: Ap. J. 21, S. 1 (1905).
212. K. Schwarzschild: Sitzber. d. Preuß. Akad. d. Wiss. 1914, S. 1183
213. H. v. Klüber: Zeitschr. f. Physik 44, S. 481 (1927).
M. Minnaert: Zeitschr. f. Physik 45, S. 610 (1927).
M. Minnaert und B. van Assenbergh: Zeitschr. f. Physik 53, S. 248 (1928).
214. H. D. Curtis: Publ. Lick Obs. 13 (1918).
215. E. Hubble: Ap. J. 62, S. 409 (1925).
E. Hubble: Ap. J. 63, S. 236 (1926).
216. The Henry Draper Catalogue: Ann. Harv. Obs. 91/99, 1918/24.
The Henry Draper Extension: Ann. Harv. Obs. 100, 1925.
217. K. Schwarzschild: Abh. d. Ges. d. Wiss. Göttingen 1910/12.
218. E. Hertzsprung: Publ. Obs. Potsdam 22 (1911).
219. H. Osthoff: Spec. astr. Vaticana 8 (1916).
G. Müller: Potsdamer photometr. Durchmusterung. Leipzig 1897.
220. J. S. Plaskett: Publ. o. t. Dominion Astrophys. Obs. Victoria, Vol. II, Nr. 16 (1924).
221. H. H. Plaskett: Publ. o. t. Dominion Astrophys. Obs. Victoria, Vol. I, Nr. 30 (1922).
222. R. K. Joung: Publ. Dominion Obs. 1, Nr. 17, 219 (1920).
M. S. Heger: Lick Obs. Bull. 10, 59 und 10, 142 (1919).
223. F. W. Clarke und H. S. Washington: Proc. Nat. Acad. Sciences 8, 108, 1922.
224. F. Henroteau und J. P. Henderson:
Publ. Dom. Obs. Vol. 5, Nr. 1, S. 1 (1920).
Nr. 3, S. 45 (1921).
Nr. 8, S. 331 (1921).
225. Ch'ing Sung Jü: Lick Obs. Bull. Vol. 12 Nr. 375, 104, (1926).
226. E. P. Waterman: Lick Obs. Bull. 8, Nr. 243, S. 1 (1913).
227. W. H. Wright und D. Applegate: Lick Obs. Bull. 12, Nr. 372, S. 81 (1926).

228. H. Shapley: Harv. Bull. 805 (1924).
H. Shapley und C. H. Payne: Harv. Coll. Obs. Circ. 317 (1928).
229. C. H. Payne und C. P. Chase: Harv. Coll. Obs. Circ. 300 (1927).
T. Dunham: Contrib. f. t. Princeton Univ. Observ. Nr. 9 (1929).
230. P. W. Merrill: Ap. J. 58, S. 195 (1923).
P. W. Merrill: Ap. J. 63, S. 13 (1926).
231. J. Stebbins: Lick Obs. Bull. Vol. II, Nr. 41, S. 78 (1903).
232. W. S. Adams, A. H. Joy und N. L. Humason: P. A. S. P. 34, S. 175 (1922).
233. P. W. Merrill: Ap. J. 56, S. 457 (1922).
234. P. W. Merrill: P. A. S. P. Vol. 35, S. 217 (1923); vgl. auch W. H. Wright: M. N. 72, S. 548 (1912).
235. F. E. Baxandall: M. N. 84, S. 568 (1924).
R. Wildt: Zeitschr. f. Physik 54, S. 856 (1929).
235a. R. F. Sanford: P. A. S. P. Vol. 41, S. 271 (1929).
235b. D. H. Menzel: P. A. S. P. Vol 42, S. 245 (1930).
235c. Handbuch d. Physik. Bd. 21, Artikel R. Mecke (1929).
236. W. C. Rufus: Publ. o. t. Astr. Obs. o. t. Univ. o. Michigan Vol. 2, S. 103 (1915).
237. G. E. Hale, F. Ellermann und J. A. Parkhurst: Publ Yerkes Obs. Vol. II, S. 253 (1903).
238. C. D. Shane: Lick Obs. Bull. 10, S. 79 (1920).
239. E. C. Pickering: Harv. Circ. 56, 1901.
240. Cornu: M. N. 37, S. 201 (1877).
241. J. Storey: M. N. 81, S. 141 (1920).
242. F. J. M. Stratton: Ann. o. t. Solar Physics Obs. Cambridge, IV, 1 (1920).
243. W. H. Wright: Lick Obs. Publ. 14, 2, 27 (1924).
244. G. F. Paddock: P. A. S. P. 30, 244 (1918).
245. W. H. Wright: Lick Obs. Publ. 14, 78 (1924).
246. H. v. Seeliger: A. N. 130, S. 313 (1892); 181, S. 81 (1909); auch bei H. Kienle: Phys. Zeitschr. 21, S. 354, 385, 410 (1920).
247. H. Giebler: A. N. 191, Nr. 4582 (1912). F. Küstner: A. N. 194, Nr. 4654 (1913).
248. F. Milne: M. N. 86, S. 459 (1926).
249. W. Nernst: „Über das Auftreten Neuer Sterne." Berlin 1922,
250. H. N. Russell: Publ. Amer. Astr. Soc. 3, 22 (1918).
251. K. F. Bottlinger: Veröff. Univ.-Sternw. Babelsberg 3, 4, S. 30 (1923).
252. Vgl. Müller-Pouillet: Lehrbuch der Physik. Physik des Kosmos. 1928.
253. J. Wilsing: Publ. Obs. Potsdam. 24 (1919).
254. H. Rosenberg: Acta Leopold. 101. Halle 1914.
255. A. Michelson und F. J. Pease: Mt. Wilson Contr. 203, 1921.
256. H. Shapley und A. J. Cannon: Proc. o. t. Am. Acad. of Arts a. Sciences. Vol. 59, 215, Nr. 9, 1924; Bull. Harv. Coll. 792 (1923).
257. H. Shapley: Harv. Coll. Obs. Cic. 278 (1925).
258. C. V. L. Charlier: Medd. f. Lunds Astr. Obs. Stockholm 1927.
259. R. H. Fowler und E. A. Milne: M. N. 83, S. 403 (1923); 84, S. 499 (1924).
260. C. H. Payne: Proc. Nat. Akad. Washington. Vol. 11, S. 192 (1925).
261. C. H. Payne: Stellar Atmospheres. Cambridge 1925. Cop. XIII.

262. Clarke: U. S. Geol. Surv. 132, 1924.
263. C. C. Kiess: Publ. Obs. Mich. 3, S. 106 (1923).
W. S. Adams, A. H. Yoy: Proc. Nat. Akad. Sciences. 13, S. 393 (1927).
264. F. E. Baxandall: M. N. 83, S. 166 (1923): 84, S. 568 (1924).
265. J. Hartmann: Ap. J. 19, S. 268 (1904).
266. O. J. Lee: Ap. J. 37, S. 1 (1913).
267. J. S. Plaskett: Publ. Dom. Obs. 2, 16 (1924).
268. O. Struve: Ap. J. 65, S. 163 (1927); 67, S. 353 (1928).
269. A. S. Eddington: Proc. Roy. Soc. A. 111, S. 424 (1926).
270. M. L. Heger: Lick Obs. Bull. Nr. 326, S. 59 (1918);
Nr. 337, S. 141 (1922).
271. W. C. Rufus: Jour. Roy. Astr. Soc. Canada. 14, 139 (1920).
272. J. S. Plaskett: Publ. Dom. Obs. 2, 344 (1924).
273. H. Shapley: Nat. Acad. Vol. 1, S. 85, 217 (1915, 1917); Proc. Nat. Acad. Vol. 2, S. 72 (1916); Vol. 3. S. 267 (1917).
274. H. Kienle: Jahrb. d. Rad. u. Elektr. 20, Heft 1 (1923).
275. M. Wolf: „Die Milchstraße". Leipzig 1908.
276. A photographic Atlas of selected regions of the milky way. E. E. Barnard: Carnegie Inst. Wash. 1927.
277. A. Pannekoek: Proc. Amst. 21, 1323 (1919); 23, 707 (1920).
278. Miscellanea Astronomica. Spec. astr. Vaticana III, Bd, 35, 66 (1924); Fr. Becker: A. N. 223, Nr. 5347 (1924).
279. W. H. Wright: Publ. Lick Obs. 13, (1918).
280. F. Becker, W. Grotrian: Ergeb. d. exakten Naturwissenschaften. Bd. VII, S. 8 (1928) u. F. Becker: ebenda, Bd. IX (1930)
281. H. Zanstra: Ap. J. 65, S. 50 (1927).
282. H. Zanstra: Nature. 121, S. 790 (1928).
283. J. W. Nicholson: M. N. 72, S. 49 (1911).
284. J. S. Bowen: P. A. S. P. 39, S. 295 (1927); Ap. J. 67, S. 1 (1928).
W. Grotrian: Naturw. 16, S. 177 und S. 193 (1928).
285. E. Hubble: Ap. J. 56, S. 162, S. 400 (1922).
286. K. Lundmark: Nova acta regiae soc. scient. Upsal. 1927. „Studies of anagalactic nebulae".
287. E. A. Fath: Lick Obs. Bull. Nr. 149, S. 71, Bd. V (1908); Ap. J. 33, 58 (1911); Ap. J. 37, 198 (1913).
288. M. Wolf: Sitz. Ber. d. Heidelb. Akad. d. Wissensch. 1912. Nr. 4.
289. K. Lundmark, B. Lindblad: Ap. J. 46, S. 206 (1917); 50, S. 376 (1919).
290. H. Shapley, Ad. Amer: Harv. Circ. 294 (1926).
291. H. Shapley: Mt. Wilson Contr. 116 (1915); 117 (1915).
292. ten Bruggencate: Seeliger-Festschrift „Probleme der Astronomie". Berlin: Springer 1924. S. 50.
ten Bruggencate: „Sternhaufen". Berlin: Springer 1927.

Personenverzeichnis

Abbot, C. G. 48
Abetti, G. 97
Adams, W. S. 53, 54, 103
Albrecht, S. 78
Aldrich 48
Anderson, W. 100
Arrhenius, S. 72

Baade, W. 75
Babcock, H. D. 88
Baldet, F. 77, 78, 79
Barabascheff, N. 36, 37, 42, 43, 44
Barnard, E. E. 140
Baume-Pluvinel, de la 76, 77
Baxandall, F. E. 138, 139
Baxter, G. P. 32
Becker, F. 141
Becker, L. 60, 63
Belopolsky, A. 49, 64, 76
Berwerth, F. 1, 16
Berzelius, I. 9
Bessel, F. W. 74, 75
Bobrovnikoff, N. T. 4, 57, 80, 81
Bond, G. P. 37, 48
Bowen, J. S. 127, 142, 143
Brackett, F. S. 88
Bredichin, Th. 74, 75
Bredichin-Jaegermann 76
Brezina, A. 2, 16, 22.
Bruggencate, P. ten 146
Büry, O. 70
Buisson, H. 88
Burns, K. 88, 100
Burton, A. C. 70

Campbell, W. W. 46, 52, 53, 54, 78, 98
Cannon, Miss A. J. 130
Chamberlin, R. T. 18
Chappuis 70
Charlier, C. V. L. 109, 131
Chase, C. T. 120
Chladni, E. F. F. 2
Cirvinskij 26
Clarke, F. W. 108, 117, 134
Clayden, A. W. 49
Coblentz, W. W. 41, 49, 51, 62, 71
Cohen, E. 1, 13, 15
Cortie, L. S. 95, 96, 99
Coulvier-Gravier 4
Crookes, W. 8
Curtis H. D. 100

Dafert 13
Dana 10
Darwin, C. 86
Daubrée, A. 2
Debye, P. 75
Derby, O. A. 13
Dewar, J. 18
Donati, G. B. 76
Dugan, R. S. 128
Dykstra, D. W. 32
Dyson, F. W. 87

Eagle 96
Eddington, A. S. 83, 98, 139
Eggert, J. 85
Ellermann, F. 64, 123
Evershed, J. 49, 78, 95

Fabry, C. 88
Farrington, O. C. 2, 6, 10, 16, 25, 28
Fath, E. A. 144, 145, 146
Fayet, G. 73
Fessenkoff, B. 37, 71
Finkelstein, L. 9
Fletcher, L. 1, 14
Flight, W. 18
Florence 13
Foote, A. E. 9
Forsythe 39
Fowler, A. 48, 79, 86, 95, 96, 116, 132, 133
Fruman, J. M. 92

Goetz, F. W. P. 37, 38, 42
Goldschmidt, V. M. 24
Graff, K. 66
Graham, T. 18
Gramont, A. de 101
Gregory, C. C. L. 95
Groth, P. 16
Grotrian, W. 141
Guthnick, P. 62, 66

Hagen, Pater 39, 110, 140
Haidinger, W. v. 14
Hale, G. E. 64, 123
Halledauer, G. 10
Harkins, W. D. 31
Harrison, 103
Hartley, W. N. 8
Hartmann, J. 127
Hasselberg, B. 76
Henderson, J. P. 118
Henroteau, F. 118
Hofbauer, G. 87
Hoffmeister, C. 3
Hoge 88
Hogg, F. S. 78, 79
Hubble, E. 111, 143
Huggins, W. 46, 47, 52, 66, 76
Huntington, O. W. 9

Jaeger, F. M. 32
Jaegermann-Bredichin 76
Jeffreys, H. 62, 71
Jerofejeff 9

Kalitin, N. 54
Kapteyn, J. C. 109
Kayser 127
Keeler, J. E. 47, 52, 64, 67
Kieß, C. C. 137
Klaproth, J. 2
Koenig 9
Kron, E. 81
Kulik, L. 4
Kunz, G. F. 9

Lampland, C. O. 49, 61
Landerer, J. J. 43
Larsen 16
Lassaulx, Schuster und 16
Latschinoff 9
Lindblad, B. 145, 146
Lockyer, N. 7, 47, 66, 116
Lowater, F. 95
Lowell, P. 47, 51, 52, 58, 59, 63, 64
Ludendorff, H. 97, 98
Lundmark, K. 145, 146
Lyot, B. 43, 45, 49, 57

Mache, H. 10
Mallet, I. W. 18
Manteuffel 13
Marcov, A. 36, 37
Maskelyne, N. S. 1, 2, 14
Maunder 46
McLennan, J. C. 70
Meggers, W. F. 88
Menzel, D. H. 55, 56, 71, 124
Merrill, G. P. 1, 4, 6, 25, 26, 108, 134
Merrill, P. W. 121, 122
Meunier, S. 2, 16
Michel, H. 1
Miethe, A. 41
Millochau, M. 52, 58, 59
Milne, E. A. 86, 127, 132, 133
Minnaert, M. 100
Mitchell, S. A. 87, 92, 95
Moissan, H. 15
Moore, Miss Ch. E. 87, 88, 103
Moore, J. H. 98
Müller, G. 35, 37, 48
Müller, R. 48

Nernst, W. 32, 85, 127
Neumayr-Suess 17
Nicholson, S. B. 47, 98
Niessl, G. v. 3
Noddack, J. und W. 8, 28, 32

Öpik, E. 37
Olmsted, Ch. M. 96

Paneth, F. 19, 20, 32
Pannekoek, A. 98, 140
Parkhurst, J. A. 123
Patty 79
Pauli jr., W. 75
Payne, Miss C. H. 103, 120, 132, 133, 134, 136
Peary 4
Pettit, E. 39
Pickering, E. C. 37
Planck, M. 39
Plaskett, H. H. 116, 117, 118
Plaskett, J. S. 115, 140
Poynting, J. H. 51
Prior, G. T. 2, 23

Quirke, T. T. 9

Raffety, C. W. 78
Ramage, H. 8
Rayleigh, Lord (R. Strutt) 9
Reichenbach, C. v. 5, 12, 13
Rinne, F. 14
Rose, G. 2
Rosenberg, H. 37, 38, 42
Ross, F. E. 49, 56
Rosseland, S. 102
Rowland, H. A. 87, 89
Rubens, H. 39
Ruedy, R. 70
Rufus, W. C. 123
Russell, H. N. 48, 86, 101, 103, 104, 106, 107, 128
Rutherford, E. 46, 76

Saha, M. N. 85, 98
Sanford, R. F. 124
Schäfer, Cl. 41
Scheiner, J. 38, 39, 44
Schmidt, F. 4, 9
Schönberg, E. 37, 65
Schröter, 66
Schuster, A. 102
Schuster und Lassaulx 16
Schwarzschild, K. 74, 75, 81, 100, 102
Secchi, A. 43, 46
Seegert, B. 41
Seeliger, H. v. 64
Shane, C. D. 123
Shapley, H. 109, 111, 119, 130, 145
Sjöström 13
Slater 103
Slipher, V. M. 47, 49, 52, 53, 55, 58, 59, 60, 61, 62, 63, 64, 66, 67, 68, 144, 145
Smith, I. L. 14, 17
Smith, R. E. 97
Stebbins, J. 121
Stewart, J. Qu. 103, 128
St. John, Ch. E. 47, 53, 87, 88, 94, 95
Stratton, F. J. M. 126
Strömgren, E. 3, 73
Strutt, R. (Lord Rayleigh) 9, 19

Tassin, W. 15
Thomson, Lord 76
Tikhow, G. A. (Tikhoff) 54, 64, 65, 67, 69
Tschermak, G. 2, 5, 16, 21, 22

Unsöld, A. 102, 103, 104, 136

Very, F. W. 39, 52, 53
Vogel, H. C. 7, 45, 46, 47, 51

Ward, H. A. 4, 5
Warth, A. F. 42
Washington, H. S. 108, 117
Waterman, E. P. 119
Weinschenk, E. 9, 13, 15
Whitfield, J. W. 6
Widmanstätten, Alois v. 12
Wildt, R. 96, 138
Wilsing, J. 37, 38, 39, 44
Wirtz, C. 37
Wislicenus, W. F. 37, 38
Wöhler, F. 9
Wolf, M. 110, 140, 144, 145
Wood, R. W. 41, 54, 61, 65
Wright, A. W. 16, 18
Wright, F. E. 44, 141
Wright, W. H. 55, 56, 126, 127, 141

Zanstra, H. 142
Zöllner, F. 37, 75

Sachverzeichnis

Absorption, interstellare, des Lichtes 140
,, des Lichtes durch Kometen 74
Absorptionslinie 84ff., 101ff.
Adern in Meteoriten 23
Aerolite 2
Aerosiderite 1
Albedo 35, 36ff.
Aldebaranium, siehe Ytterbium
Alkalien in Meteoriten 108
Alter von Meteoriten 19ff.
Aluminium in Meteoriten 6, 8, 28, 29, 108
,, auf der Sonne 89, 101, 103, 105, 108
,, ,, Fixsternen 134
,, ,, F-Sternen 120
,, ,, M-Sternen 121
,, ,, Novae 126
,, in Protuberanzen 97
Aluminiumhydrid auf Fixsternen 138
Aluminiumoxyd in Meteoriten 16, 27
,, auf Fixsternen 137
,, ,, M-Sternen 121
Ammoniak auf der Sonne 95, 106, 138
Ammoniaksalze in Meteoriten 9
Andromedanebel 111, 125, 144, 145
Antimon in Meteoriten 7, 30
,, auf der Sonne 90, 105
Apatit 11
Argon in Meteoriten 6, 29
,, auf der Sonne 91, 92
Arizona, Meteorkrater von 4
Arsen in Meteoriten 7, 30
,, auf der Sonne 91, 92
Asmanit 11, 16
Ataxide Eisenmeteorite 21
Atmosphäre des Mondes 34, 35
Augit 9, 10, 11, 22
Auguststrom 3
Australite 17
Balkeneisen 11, 12, 13ff., 22
Bandeisen 11, 12, 13ff., 22
Banden im Jupiterspektrum 58ff.
,, in Kometenspektren 78ff., 80
,, im Koronaspektrum 99
,, ,, Neptunspektrum 68
,, ,, Saturnspektrum 62ff.
,, ,, Sonnenspektrum 95
,, in Fixsternspektren 114, 115, 119, 120, 121
,, ,, N-Sternspektren 124
,, ,, R-Sternspektren 123
,, ,, S-Sternspektren 123
,, im Uranusspektrum 66ff.
Barium, interstellar 140
,, in Meteoriten 7, 30
,, auf der Sonne 90, 103, 106
,, ,, Fixsternen 134, 135
,, ,, A-Sternen 119
,, ,, F-Sternen 120
,, ,, M-Sternen 121
,, ,, N-Sternen 124
,, ,, S-Sternen 122
Bariumhydrid auf der Sonne 96
Bariumoxyd in Meteoriten 27
,, auf der Sonne 106, 137
Basalt 25, 42, 43, 44
Beryllium in Meteoriten 29
,, auf der Sonne 89, 105
,, ,, Fixsternen 137
Billitonite 17ff.
Bitumina 17
Blei in Meteoriten 7, 8, 27, 31
,, auf der Sonne 90, 87, 106
Bleiverfahren (Altersbestimmung) 19
Bluff 23
Bolide 1
Bor in Meteoriten 29
,, auf der Sonne 89, 91
Boroxyd auf der Sonne 96
,, in Sonnenflecken 137
Bredichins Theorie 74ff., 80

Bredikhine-Astrograph 67
Breunnerit 11
Brezinas Lamellen 22
Brom in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 91, 92
Bronzit 22, 24

Cadmium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 106
„ „ F-Sternen 120
Caesium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90
„ „ N-Sternen 124
Calcium interstellar 139
„ in der Korona 98
„ „ Meteoriten 6, 8, 14, 28, 29, 30, 108
„ „ planetarischen Nebeln 141
„ „ Protuberanzen 97
„ auf der Sonne 90, 93, 94, 101, 102, 103, 105, 107, 108,
„ in Spiralnebeln 144
„ auf Fixsternen 114, 115, 134, 136
„ „ A-Sternen 119
„ „ B-Sternen 118
„ „ F-Sternen 119, 120
„ „ M-Sternen 121
„ „ N-Sternen 124
„ „ O-Sternen 116
„ „ R-Sternen 123
„ „ S-Sternen 122
„ „ Novae 125, 126
Calciumcarbonat in Meteoriten 14
Calciumhydrid auf der Sonne 96
„ in Sonnenflecken 96, 138
Calciumoxyd in Meteoriten 16, 27
Calciumsterne 114
Calciumsulfat in Meteoriten 14
Calciumsulfit in Meteoriten 14
Carbide in Kometen 81ff.
„ „ Meteoriten 15
„ auf Fixsternen 138
Carborund 15
Cassiopeium in Meteoriten 29
Cer in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 88, 106
„ „ Fixsternen 137
„ „ F-Sternen 120
Chlor in Meteoriten 6, 24, 28, 29, 108
„ auf Saturn 65
Chlor auf der Sonne 91, 92, 108
„ „ Fixsternen 135
Chlorophyll 56
Chondren in Meteoriten 21, 22ff.
Chrom in Kometen 78, 81
„ „ Meteoriten 6, 8, 26, 28, 29, 108
„ auf der Sonne 90, 101, 105, 108
„ „ Fixsternen 134, 135
„ „ A-Sternen 119
„ „ F-Sternen 120
„ „ M-Sternen 121
„ „ N-Sternen 124
„ „ R-Sternen 123
„ „ S-Sternen 122
„ „ Novae 126
Chromit 10, 11, 16ff., 22, 24
Chromosphäre 84, 85, 87, 94, 96
Chromoxyd in Meteoriten 27
„ auf Fixsternen 138
Chrysolith 9, 11, 16ff., 21, 22, 24
Cobalt, in Meteoriten 6, 12, 13, 15, 26, 27, 28, 29, 108
„ auf der Sonne 90, 105, 108
„ „ Fixsternen 137
„ „ F-Sternen 120
„ „ N-Sternen 124
Cobaltoxyd in Meteoriten 27
Cohenit 11, 15ff., 22
Columbium siehe Niobium
Cornus Polarimeter 43
Crosly Reflektor 55
Crovas Photometer 38
Cyan in Kometen 78, 79, 80, 81
„ auf der Sonne 95, 106
„ „ Fixsternen 115, 138
„ „ G- und K-Sternen 120
„ „ M-Sternen 121
„ „ N-Sternen 124
„ „ R-Sternen 123

Daubréelit 11, 22
Diamant in Meteoriten 9
Dicarbon siehe Swan (C_2)
Diffuse Nebel 110
Diopsid 11
Dopplereffekt 49, 52, 53, 64, 94, 139
Draper Katalog 112, 113, 130, 131
Dunkele Nebel 110, 140ff.
Dyslytit 14ff.
Dysprosium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 87, 90, 106

Eddingtons Theorie 83
Edmondsonit 13ff.
Effektive Temperatur 39ff.
„ Wellenlänge 113, 145, 146
Eis auf Mars 51
„ „ dem Mond 45
„ „ Planeten 70
Eisen in Kometen 78, 81
„ „ Meteoriten 6, 8, 14, 15, 26, 27, 28, 29, 30, 108
„ auf dem Mond 45
„ in Spiralnebeln 144
„ „ Protuberanzen 97
„ auf der Sonne 90, 93, 101, 105, 107, 108
„ „ Fixsternen 134, 135
„ „ A-Sternen 119
„ „ F-Sternen 120
„ „ M-Sternen 121, 122
„ „ N-Sternen 124
„ „ R-Sternen 123
„ „ S-Sternen 122, 123
„ „ Novae 125, 126
Eisenchlorid 15
Eisenglas 5
Eisenmeteorite 1, 21ff., 26
Eisenoxyd in Meteoriten 27
Eisensulfid in Meteoriten 14ff.
Eklogitschale 24
Elektronen, freie, auf der Sonne 107
Emanation auf Novae 127
„ siehe auch Radon
Enstatit 11, 21, 22
Erbium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 87, 90, 106
Eruptivgesteine 26, 27ff.
Europium in Meteoriten 29, 30
„ auf der Sonne 87, 90, 106
„ „ Fixsternen 137
„ „ F-Sternen 120

Fackeln 93
Faltungen 23
Farbenäquivalent 40, 145, 146
Farbenhelligkeitsdiagramm 146
Farbenindex 42ff., 113
Farbenschätzung 113
Farbtemperatur 40, 67
Feldspate 16, 24
Fessenkoffs Gesetz 36
Feuerkugel 1
Flash Spektrum 85, 92, 94
Flockuli 93, 95
Fluor in Meteoriten 7, 27, 29, 108
„ auf der Sonne 91, 92, 108
„ „ Fixsternen 135
Fluoreszenz 81
Flußsand 38, 40
Forsterit 11
Fractional concentration 133
Fraunhofersches Spektrum 85
Fülleisen 11, 12, 13ff., 22

G, siehe Kohlenwasserstoff
g, siehe Calcium
Gadolinium in Meteoriten 8, 30
„ auf der Sonne 87, 90, 106
„ „ Fixsternen 137
Gallium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 105
Gasgleichung 83
Genesis der Elemente in Meteoriten 32
Germanium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 105
„ „ Fixsternen 137
Glanzeisen 14ff.
Glas in Meteoriten 17ff., 22
Glimmerschiefer 40
Gold in Meteoriten 7, 31
„ auf der Sonne 91, 92
Granit 10, 44
Granulation 93
Graphit in Meteoriten 9ff., 22
Gravitationsfeld, (Meteoriten) 24
Größenklasse 42

Hafnium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 106
Halogene auf der Sonne 92, 100
Harkinsche Regel in Meteoriten 31, 32
„ „ auf der Sonne 106
Harvard College 61, 113
Hedenbergit 11
Heklalava 43
Helium, Bildung von 83
„ in diffusen Nebeln 143
„ „ Meteoriten 6, 19ff., 29
„ auf Neptun 69
„ in planetarischen Nebeln 141, 142
„ „ Protuberanzen 97
„ auf der Sonne 89, 92, 93, 96, 107
„ „ Fixsternen 114ff., 134
„ „ B-Sternen 118
„ „ O-Sternen 116, 117

Helium auf Novae 125, 126
„ Sonderstellung 135ff.
Heliumsterne 114
Hellas 55
Helle Strahlen auf dem Mond 35, 41
Hexaedrische Eisenmeteorite 21ff.
Hight pressure bands 79
Hochdruckbanden 81
Holmium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 87, 88, 91
Hyalomélan 43
Hydride in Kometen 81ff.
„ auf der Sonne 138
„ „ Fixsternen 138
Hydroxylgruppe (OH), auf der Sonne 95, 106, 138
Hypergiganten 146
Hypersthen 11

Illium auf der Sonne 88, 91
Indium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 106
„ „ Fixsternen 135
Integriertes Spektrum 145, 146
Iridium in Meteoriten 7, 9, 28, 31
„ auf Fixsternen 137
„ „ der Sonne 91
Isotope des Eisens in Meteoriten 32
„ „ Kohlenstoffs auf N-Sternen 124ff.
„ in Meteoriten 32
„ des Nickels in Meteoriten 32
„ „ Siliciums in Meteoriten 32
„ spektroskopische Bestimmung 125

Jod in Meteoriten 29, 30
„ auf der Sonne 91, 92
Jonisation 82
Jonisationspotential 92

Kadmium auf Fixsternen 124
Kalium in Meteoriten 6, 8, 28, 29, 108
„ auf der Sonne 86, 90, 105, 107, 108
„ „ Fixsternen 134, 135
„ „ M-Sternen 121
Kaliumoxyd in Meteoriten 16, 27
Kalkstein 40
Kamazit 11, 12, 13ff., 22
Kanäle auf Mars 50
Kant-Laplacesche Kosmogonie 72

Keplers Gesetze 64
Kersantit 43
Klinoenstatit 11
Klinohypersthen 11
Kohlenoxyd auf Fixsternen 138
„ in Meteoriten 8, 18, 27, 79, 80, 81
Kohlenstoff in Kometen 81
„ -Meteorite 9
„ in Meteoriten 6, 9ff., 15, 26, 27, 28, 29, 108
„ „ planetarischen Nebeln 141, 142
„ auf der Sonne 89, 93, 105, 106, 108
„ „ Fixsternen 114, 134
„ „ B-Sternen 118
„ „ F-Sternen 120
„ „ O-Sternen 116
„ „ Novae 125, 126
Kohlenverbindungen auf Fixsternen 138
Kohlenwasserstoffe in Kometen 75, 78, 80, 81
„ „ Meteoriten 8, 17ff., 18
„ auf der Sonne 95, 96, 109
„ „ Fixsternen 114, 115, 138
„ „ A-Sternen 119
„ „ F-Sternen 119
„ „ G- u. K-Sternen 121
„ „ M-Sternen 121
„ „ R-Sternen 123
Komet Brooks (1911c) 78, 79, 80
„ Daniel (1907d; IV) 78, 79
„ Halley (1909c, 1910 II) 78
„ Morehouse (1908c, III) 75, 77, 78, 79
„ Tempel 3
„ Tuttle 3
„ 1910a (I) 77
Kometenspektrum der Meteorite 7, 17
Korona 85
Koronalicht 97
Koronalinien 92, 99ff.
Koronatheorien 100
Koronium 98
Kraterrillen auf dem Mond 35
Krypton in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 92

Kubische Eisenmeteorite 21ff.
Kugelförmige Sternhaufen 110
Kupfer in Meteoriten 6, 9ff., 12, 26, 27, 28, 29, 108
,, auf der Sonne 90, 105, 108
,, ,, F-Sternen 120

Lamberts Gesetz 36
Lamprit 14ff.
Lanthan in Meteoriten 29, 30
,, auf der Sonne 90, 88, 106
,, ,, Fixsternen 137
,, ,, A-Sternen 119
,, ,, F-Sternen 120
,, ,, N-Sternen 124
Lava 17, 42
Lawrencit 11, 15
Le Grés 43
Lehm 38
Lehmsand 44
Leoniden 3
Lherzolithe 24
Lichtdruck 75ff.
Lichtjahr 109
Lick-Observatorium 52, 55, 80
Linienspektrum der Kometen 78
,, ,, Fixsterne 114ff.
Liparitpechstein 40
Lithium in Meteoriten 7, 29
,, auf der Sonne 89, 105
,, ,, Fixsternen 134, 135
Lithiumoxyd 27
Lithosphäre 26, 27ff.
Lokales Sternsystem 109
Lommel-Seeligers Gesetz 36
Lowell-Observatorium 49, 52, 53, 144
Luminiscenz 144
Luteticum in Meteoriten 30
,, auf der Sonne 88, 91

Magellansche Wolken 111
Magnesium in Meteoriten 6, 8, 26, 28, 29, 108
,, ,, Protuberanzen 97
,, auf der Sonne 89, 93, 101, 105, 107, 18
,, ,, Fixsternen 134
,, ,, A-Sternen 119
,, ,, B-Sternen 118
,, ,, F-Sternen 120
,, ,, M-Sternen 121, 122
,, ,, N-Sternen 124
,, ,, O-Sternen 116, 117
,, ,, R-Sternen 123
Magnesium auf S-Sternen 122
,, ,, Novae 126
Magnesiumhydrid auf der Sonne 96
,, in Sonnenflecken 138
,, auf Fixsternen 138
Magnesiumoxyd 27
Magnesiumsulfid in Meteoriten 14
Magnetit 5, 11, 16ff.
Mangan in Meteoriten 6, 8, 9, 28, 29, 108
,, auf der Sonne 90, 93, 105, 108
,, ,, Fixsternen 134, 135
,, ,, A-Sternen 119
,, ,, F-Sternen 120
,, ,, M-Sternen 121, 122
,, ,, N-Sternen 124
,, ,, R-Sternen 123
,, ,, S-Sternen 122
Manganoxyd in Meteoriten 9, 27
,, auf Fixsternen 138
Marginal appearence 133
Mars-Kanäle 54
,, -Mare 54
,, -Polkappen 50, 54, 55
,, -Seen 55
Maskelynit 16ff.
Masurium in Meteoriten 30
,, auf der Sonne 91
Mesosiderite 2
Metalldämpfe auf der Sonne 107
Metallinien in Fixsternspektren 114
Metallsterne 115
Metastabile Übergänge 98, 143
Meteoreisen 29ff., 45
Meteorin 13
Meteorite:
Alais 17
Allegan 18
Angra dos Reis 10
Arispe 20
Arva 18
Augusta Co 9, 18
Augustinowka 20

Bacubirito 4
Beaconsfield 13
Bendego 13
Burlington Co 20
Bustee 14

Canyon Diaolb 9, 15
Cape York 4
Casas Grandes 1

Chassigny 16
Cocke Co 20
Cold Bokkeveld 18
Cosby Creek 13, 14
Cranborune 18
Cross Timbers 18
Crow Creek 20

Dhurmsala 9, 10, 18
Dickson Co 18
Dumdrum 19

El Inca 20
Estacado 18
Estherville 10

Farmington 10

Glorieta Mountain 15
Guernsey 18

Heßle 17
Homestead 21
Hraschina 20

Independence Co 20

Jowa Co 18
Juvinas 10, 23

Khairpur 1
Knyahinya 4
Kodaikanal 16

Lenarto 18
Llana del Inca 10
Löwenfluß 20

Magura 9, 13, 15
Medoc 2
Mocs 18
Mount Ayliff 20
Mount Joy 20
Mount Vernon 2
Mühlau 4
Mukero Farm Goamus 20
Mukerop Farm Gröndorn 20

Nagaya 17
Nelson Co 20
N'Goureyma 18
Nowo Urei 9

Orava 18
Orgueil 18, 101
Orvinio 23

Parnallee 18
Pultusk 1, 18

Rowton 18

Sacramento Mts. 20
San Julião de Moreira 20
San Martin, Chile 20
Santa Caterina 9
Santa Rosa 20
Savik 19, 20
Seeläsgen 20
Shergotty 16, 22
Shingle Springs 18
Ställdalen 23
Staunton Co 9, 13, 20

Tazewell Co 18
Thunda 9, 20
Toluca 13, 15, 18, 20, 21

Umjhiawar 16

Weston 18

Meteoritenhagel 1
Meteoritenhypothese des Saturnrings 64
Meteorstaub 4
Meteorsteine 29ff.
Methin, s. Kohlenwasserstoffe 95
Meudonreflektor 58
Milchstraße 109, 111, 145
Moissanit 15ff.
Moldavite 17ff.
Molybdän in Meteoriten 6, 30
,, auf der Sonne 90, 106
Mondkrater:
Archimedes 39
Aristarch 38, 41, 43

Carlini 39
Clavius 42

Macrobius 39

Proclus 39

Tycho 35, 41, 43
Mondmare 42, 43, 44
Mare humorum 41
Mare imbrium 41, 42
Mare tranquillitatis 41
oceanus procellarum 38, 41, 42
Monochromatische Sonnenaufnahmen 43
Mt. Whitney 52
Mt. Wilson Observatorium 47, 93, 95, 96, 111
Mt. Wilson Reflektor 34, 53, 56
Mühlsteinlava 44

Natrium, interstellar 140
„ in Kometen 75, 77, 80, 81
„ „ Meteoriten 6, 8, 28, 29, 108
„ auf der Sonne 89, 101, 103, 105, 107, 108
„ „ Fixsternen 134
„ „ A-Sternen 119
„ „ F-Sternen 120
„ „ M-Sternen 121
„ „ N-Sternen 124
„ „ O-Sternen 116
„ „ R-Sternen 123
„ „ S-Sternen 122
„ „ Novae 126
Natriumoxyd in Meteoriten 16, 27
Nebel 114
„ N. G. C. 6822 111
„ auf Mars 50
Nebellinien 98, 141, 142ff., 143
„ in Novaespektren 126, 127
Nebulium 142
Neodym in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 106
„ „ Fixsternen 137
Neon in Meteoriten 29
„ auf der Sonne 91, 92
Nicht-galaktische Nebel 111
Nickel in Kometen 78, 81
„ „ Meteoriten 6, 8, 12ff., 15, 26, 27, 28 ,29, 108
„ „ der Sonne 90, 101, 105, 108
„ „ Fixsternen 135
„ „ F-Sternen 120
„ „ N-Sternen 124
„ „ R-Sternen 123
„ „ Novae 126
Nickelchlorid 15
Nickeleisen in Meteoriten 9, 11, 12ff., 22, 24, 25
Nickelgehalt der Meteorite 24
Nickeloxyd in Meteoriten 16, 27
Niobium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 105
Nova Aquilae (1918) 126
„ Geminorum (1912) 126, 127
„ Persei (1901) 125
„ Pictoris (1925) 125
„ im Schwan (1920) 125
Novemberschwarm 3
N-Peroxyd 70

Oberflächendichte der Planeten 71
Objektivprisma 76, 113
Obsidian 40, 43, 44
Offene Sternhaufen 110
Oktaedrische Eisenmeteorite 21
Oldhamit 11, 14ff.
Oligoklas 24
Olivin 11, 16ff., 22, 24, 25, 26
Organische Spuren in Meteoriten 8
Orthoklas 24
Osbornit 11, 14ff., 25
Osmium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 91
„ „ Fixsternen 137
Ovifak 24
Oxyde, auf Fixsternen 137
Ozon 70

Palladium in Meteoriten 7, 28, 30
„ auf der Sonne 90, 106
Pallasite 2, 22, 25, 26
Parallaxe 109
Parsec 109
Partschit 14ff.
Pechstein 44
Peridotite 24
Periodizität der Elemente 33
Perseiden 3
Phasenhelligkeiten des Mondes 37
Phasenkurve des Mondes 39
Phasenkurve der Venus 48
Phosphat in Meteoriten 15
Phosphid in Meteoriten 15
Phosphor in Meteoriten 6, 9, 15, 26, 28, 29, 108
„ auf der Sonne 91, 92, 108
„ auf Fixsternen 135
Phosphornickeleisen 14ff.
Phosphoroxyd in Meteoriten 27
„ auf Fixsternen 138
Photosphäre 84
Plagioklas 11, 22
Planetarische Nebel 110
Planetary radiation 51
Planetenstrahlung 51
Planetoide 57
Planetoidenring 72
Platin in Meteoriten 7, 9, 28, 30
„ auf der Sonne 91, 106
„ „ Fixsternen 137
Plejaden 110
Plessit 11, 12, 13ff.
Polarisation des Marslichts 57
„ „ Mondlichts 43ff.
„ „ Venuslichts 49

Polkappen des Mars 50, 54, 55
Polonium auf der Sonne 91
Porphyr 43, 44
Praseodym in Meteoriten 29, 30
„ auf der Sonne 87, 90, 106
„ „ Fixsternen 137
Protuberanzen 85
Pulkowa 54, 67
Pyroxene 24, 25
Pyrrhotin 11, 14ff., 22

Quarz in Meteoriten 11, 16, 24
„ auf dem Mond 37
Quarzporphyr 40
Quecksilber in Meteoriten 31
„ auf der Sonne 91
„ „ Fixsternen 137

Radausche Näherung 71
Radioaktive Elemente auf der Sonne 91
„ Prozesse auf Planeten 72
„ „ „ der Sonne 85
„ „ „ Novae 127
Radium in Meteoriten 7, 9ff., 19
„ auf Novae 127
„ „ der Sonne 91, 100
Radon auf der Sonne 86
Raffety-Bande 78
Raies ultimes 101
Rayleighsche Streuung 54, 68
Refraktionswirkung der Kometen 74
„ „ Venusatmosphäre 48
Regenbande 60
Reichenbachs Lamellen 22
Repulsionskraft 74
Resonanzlinie 92
Resonanzstreuung 102
Rhabdit 14ff., 15
Rhenium in Meteoriten 30
Rhodium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 91, 106
Riesenstern 129
Ringspektrum des Saturn 64ff.
Rochsche Zone 72
Rotation der Venus 49
Roter Fleck, Jupiter 46, 58
Rubidium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 86, 87, 105
Russell-Diagramm 128ff., 146

Ruthenium in Meteoriten 7, 9, 28, 30
„ auf der Sonne 90, 106

Sahas Theorie 86ff., 92, 98, 102, 103, 104, 117
Samarium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 90, 87, 106
„ „ Fixsternen 137
Sammlung von Meteoriten 5
Saturnring 46, 47
Sauerstoff in diffusen Nebeln 143
„ auf Jupiter 59
„ „ Mars 52, 53
„ in Meteoriten 6, 26, 28, 29, 30, 108
„ in planetarischen Nebeln 141, 142
„ auf Saturn 63
„ „ der Sonne 89, 101, 105, 107, 108
„ „ Fixsternen 135
„ „ B-Sternen 118
„ „ O-Sternen 116
„ „ Novae 125, 126, 127
„ „ Venus 48
Scandium in Meteoriten 29, 108
„ „ Protuberanzen 97
„ auf der Sonne 90, 105, 108
„ „ Fixsternen 137
„ „ F-Sternen 120
„ „ N-Sternen 124
„ „ Novae 126
Schnee auf Mars 51
Schreibersit 9, 11, 14ff., 22
Schwefel in Meteoriten 6, 14, 26, 27, 28, 29, 30, 108
„ auf dem Mond 41
„ „ Saturn 65
„ „ der Sonne 90, 91, 105, 108
„ „ Fixsternen 135
„ „ B-Sternen 118
„ „ O-Sternen 116
„ „ Novae 126
Schwefeloxyd auf Fixsternen 138
Schwefelwasserstoff in Meteoriten 18
Schwermetalle in Kometen 75
Seeligers Nova-Theorie 127
Selektive Lichtabsorption 140
Selen in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 91, 92
Seltene Erden auf der Sonne 87ff.
Siderite 1, 2

Silber in Meteoriten 8, 30
„ auf der Sonne 90, 106
Silicate (Meteorite) 16
Silicium in Meteoriten 6, 8, 10, 26, 28, 29, 30, 101, 107, 108
„ auf der Sonne 89, 105, 108
„ „ Fixsternen 114, 134
„ „ A-Sternen 119
„ „ B-Sternen 118
„ „ F-Sternen 120
„ „ M-Sternen 122
„ „ O-Sternen 116
„ „ Novae 126
Siliciumcarbid in Meteoriten 15
Siliciumoxyd in Meteoriten 16, 18, 27
Siriusbegleiter 129
Snow-Teleskop 47
Sonnenatlas 87
Sonnenfinsternis 85, 97
Sonnenfleck 98
Spektralsymbole der Fixsterne 114
Spektroheliogramm 93
Spiegelung auf Jupitertrabanten 62
„ „ Mars 50
„ „ Saturntrabanten 66
Steinmeteorite 2
Steinsalz 38, 40, 44
Sternschnuppen 2ff.
Stickstoff in Kometen 76, 79, 80, 81
„ „ Meteoriten 6, 9, 29, 108
„ „ planetarischen Nebeln 141, 142
„ „ der Sonne 89, 105, 108
„ „ Fixsternen 135
„ „ B-Sternen 118
„ „ O-Sternen 116
„ „ Novae 126, 127
Stickoxyd auf Fixsternen 138
Strahlungsdruck 83, 85
Strahlungsgleichgewicht 83
Strontium interstellar 140
„ in Meteoriten 7, 30
„ „ Protuberanzen 97
„ auf der Sonne 90, 101, 102, 103, 105
„ „ Fixsternen 134, 135
„ „ A-Sternen 119
„ „ F-Sternen 120
„ „ M-Sternen 121
„ „ N-Sternen 124
„ „ S-Sternen 122
„ „ Novae 126
Strontiumhydrid auf der Sonne 96
Strontiumoxyd in Meteoriten 27
Swansches Spektrum (Dicarbon, C_2) der Kometen 77, 78, 79, 80, 81
Swansches Spektrum der Sonne 95
„ „ der Fixsterne 115, 137, 138
„ „ der N-Sterne 124
„ „ der R-Sterne 123
Syndyname 74

Taenit 11, 12, 13ff.
Tantal in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 91
„ „ Fixsternen 137
Tektite 17ff.
Tellur in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 92
Terbium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 87, 88, 91
„ „ Fixsternen 137
Thallium in Meteoriten 31
„ auf der Sonne 90, 106
„ „ Fixsternen 137
Thor in Meteoriten 7, 19, 31
„ auf der Sonne 87
„ „ Fixsternen 137
Thulium in Meteoriten 30
„ auf der Sonne 87, 88, 91
Tiefengesteine 25
Titan in Meteoriten 6, 10, 14, 28, 29, 108
„ „ Protuberanzen 97
„ auf der Sonne 90, 93, 101, 105, 108
„ „ Fixsternen 134, 135
„ „ A-Sternen 119
„ „ F-Sternen 120
„ „ G- und K-Sternen 120
„ „ M-Sternen 121
„ „ N-Sternen 124
„ „ O-Sternen 116
„ „ R-Sternen 123
„ „ S-Sternen 122
„ „ Novae 126
Titanoxyd in Meteoriten 10, 27
„ auf der Sonne 96
„ „ Fixsternen 114, 115, 137
„ „ G- und K-Sternen 121
„ „ M-Sternen 121, 123
„ „ S-Sternen 123

Ton 43
Tonmergel 37
Trachyt 44
Traß 38, 40
Treibhauseigenschaft 51
Tridymit 11, 16
Troilit in Meteoriten 11, 14ff., 22, 24, 29ff.
Turmteleskop 85, 95

Übergigant 129
Übersalpetersäure 70
Ultimate lines 101
Umkehrende Schicht 84
Unbekannte Elemente 8
Uran in Meteoriten 19, 31
,, auf Fixsternen 137
,, auf Novae 127
Urnebel 72

Vakuum Thermoelement 51
Vanadium in Meteoriten 6, 28, 29, 108
,, auf der Sonne 90, 105, 108
,, ,, Fixsternen 134, 135
,, ,, A-Sternen 119
,, ,, F-Sternen 120
,, ,, M-Sternen 121
,, ,, N-Sternen 124
,, ,, R-Sternen 123
,, ,, S-Sternen 122
,, ,, Novae 126
Vanadiumoxyd in Meteoriten 10, 27
,, auf Fixsternen 138
Van der Waalsche Gasgleichung 83
Vegetation auf Mars 56
Verbindungen in Kometen 81ff.
,, auf der Sonne 106, 107
,, auf Fixsternen 115, 137ff.
Verbotene Linien 143
,, Übergänge 98
Verwerfungen in Meteoriten 23
Vesuvasche 38, 40, 43
Vesuvlava 37, 38, 40, 43
Vitrophyr 43
Vulkanasche 45
Vulkanische Gesteine 24
Vulkanismus 35

Wärmebilanz der Planeten 71
Wasser in Meteoriten 9, 27
,, auf dem Mond 35
,, auf den Planeten 70
Wasserdampf auf Jupiter 59
,, ,, Mars 46, 52, 53
,, ,, Saturn 63
,, ,, Uranus 67
,, ,, Venus 47, 48
,, in Sonnenflecken 96
Wasserstoff in diffusen Nebeln 143
,, interstellar 140
,, in Kometen 75, 81
,, ,, Meteoriten 6, 9, 18ff., 28, 29, 108
,, auf Neptun 68, 69, ff.
,, ,, Planeten 70, 71
,, in planetarischen Nebeln 141
,, ,, Protuberanzen 97
,, Sonderstellung 102, 135ff.
,, auf der Sonne 89, 93, 94, 96, 101, 105, 107, 108, 138
,, in Sonnenflecken 95
,, ,, Spiralnebeln 144
,, auf Fixsternen 114ff., 134
,, ,, A-Sternen 119
,, ,, B-Sternen 118
,, ,, F-Sternen 119, 120
,, ,, M-Sternen 121, 122
,, ,, N-Sternen 124
,, ,, O-Sternen 116, 117
,, ,, R-Sternen 123
,, ,, S-Sternen 122
,, ,, Novae 125, 126
,, in Sternhaufen 146
,, auf Uranus 66, 67
Wasserstoffsterne 114
Weinbergerit 11, 16
Weltinsel 111
Widmanstättensche Ätzfiguren 12ff., 21, 24
Winged lines 101
Wismut in Meteoriten 7, 31
,, auf Fixsternen 137
,, ,, der Sonne 91, 100
Wolfram in Meteoriten 30
,, auf der Sonne 91, 106
,, ,, Fixsternen 137
Wolf-Rayet-Sterne 114, 127, 141

Xenon in Meteoriten 30
,, auf der Sonne 92

Ytterbium in Meteoriten 30
,, auf der Sonne 87, 90
Yttrium, in Meteoriten 30

Yttrium auf der Sonne 90, 105
„ „ Fixsternen 137
„ „ F-Sternen 120
„ „ N-Sternen 124
„ „ Novae 126

Zink in Meteoriten 7, 27, 29, 108
„ auf der Sonne 90, 105, 108
„ „ Fixsternen 134, 135
„ „ F-Sternen 120
Zinn in Meteoriten 7, 9, 30
„ auf der Sonne 90, 106
Zinn auf A-Sternen 119
Zinnoxyd auf Meteoriten 27
Zirkon in Meteoriten 7, 14, 30
„ auf der Sonne 90, 105
„ „ Fixsternen 135, 137
„ „ F-Sternen 120
„ „ N-Sternen 124
„ „ S-Sternen 122
Zirkonoxyd in Meteoriten 27
„ auf Fixsternen 115, 137
„ „ S-Sternen 123
Zwerge, weiße 129
Zwergsterne 82, 129, 132

Die Sterne

Monatsschrift über alle Gebiete der Himmelskunde. Mitteilungsblatt des Bundes der Sternfreunde. Mit Unterstützung des Astro-physikalischen Observatoriums Potsdam herausgegeben von ROBERT HENSELING. Ab Januar 1927 vereinigt mit „Sirius". 1931 erscheint der 11. Jahrgang. Jährlich 12 Nummern in 8 Heften. Bezugspreis halbjährlich Rm. 5.–

Die Zeitschrift „Die Sterne" unterrichtet in wissenschaftlich strenger, der Form nach allgemein verständlicher Weise über das astronomische Weltbild und über die Fortschritte der Astronomie und ihrer Hilfswissenschaften. Sie ist mit der Absicht ins Leben gerufen worden, den Lebenswerten des modernen astronomischen Weltbildes in weiteren Kreisen Wirksamkeit verschaffen zu helfen. Jeder Freund des Sternhimmels sollte die Zeitschrift lesen und durch ein Abonnement die günstige Fortentwicklung unterstützen.

Probeheft gern kostenlos!

Weltentwicklung und Welteislehre

Herausgegeben vom Bund der Sternfreunde durch ROBERT HENSELING. Beiträge von Hoffmeister, Hummel, Kienle, Kühl, Nölke. 219 Seiten, mit 26 Abb. im Text und 8 Tafeln. 1925. kl. 8° Kart. Rm. 4.50

Vossische Zeitung: Erst neuere astronomisch-physikalische Forschungen haben uns Wesen und Werden des Weltgebäudes so erschlossen, daß nun auch weiteren Kreisen diese schwierigen kosmogonischen Fragen zugänglich gemacht werden können. Dieser interessante Versuch ist soeben in sehr geschickter Weise R. Henseling gelungen in einem Buche über die Weltentwicklung, das er im Verein mit namhaften Spezialforschern herausgegeben hat. . . . höchste Zeit, jenes Phantasieeis zu brechen und den hohlen Raum hinter jenem Welteise aufzudecken. Dies gelingt in der Tat dem oben erwähnten Buche.

Einführung in das Studium der veränderlichen Sterne

von Dr. KARL SCHILLER, Oberassistent an der Universitätssternwarte zu Leipzig. VIII, 384 Seiten mit 45 Abbildungen im Text. 1923. 8° geb. Rm. 12.—

Die Naturwissenschaften: Es muß als ein glücklicher Gedanke des Verfassers des vorliegenden Buches bezeichnet werden, die veränderlichen Sterne zum Gegenstand einer nicht zu knappen Monographie zu machen . . . Es macht das Nachschlagen vieler in Zeitschriften usw. zerstreuten Abhandlungen überflüssig und ist zugleich ein guter Führer durch die Literatur der veränderlichen Sterne. Die Schreibweise ist frisch und klar, der Inhalt von erfreulicher Korrektheit. Sehr zu loben ist auch die Ausstattung.

Verlangen Sie bitte meinen ausführlichen Katalog „Naturwissenschaften"

JOHANN AMBROSIUS BARTH / VERLAG / LEIPZIG

Das Weltall im Bilde

Herausgegeben vom Bund der Sternfreunde durch ROBERT HENSELING

I. Die Milchstraße und die kosmischen Nebel

Von Prof. Dr. MAX WOLF, Heidelberg. 16 Lichtdrucktafeln (30×37 cm) nach Himmelsphotographien. 1 Übersichtstafel mit 7 Skizzen (30×37 cm) und Textheft (22,5×28,5 cm) 16 Seiten mit 6 Abbild. im Text. 1925. In Mappe Rm. 15.—

Verzeichnis der Tafeln: Milchstraße in Cygnus — Umgebung von γ Cygni — Dunkler Nebel in der Milchstraße („Nebelhöhle" bei dem Stern π^2 im Schwan, mit dem „Kokonnebel") — Umgebung von η Cygni — Milchstraße in Aquila und Scutum — Umgebung des Sternhaufens M 11 Scuti — Milchstraße in Cepheus — Milchstraße in Taurus, Auriga und Perseus — Milchstraße in Monoceros und Gemini — Umgebung von S Monocerotis — Nebelfäden in Cygnus — Der Nordamerikanebel — Der Orionnebel — Umgebung von 12 Monocerotis — Der Spiralnebel Messier 51 (in den Jagdhunden) — Der Spiralnebel in Andromeda.

Südwestdeutsche Schulblätter: Der Altmeister der Himmelsphotographie, Geh.-Rat Dr. Wolf von der Heidelberger Sternwarte, hat mit dieser Auslese aus seinen herrlichen Milchstraßenaufnahmen ein Werk geschaffen, dessen Betrachtung weiten Kreisen einen ästhetischen Genuß bereiten wird.

II. Der Mond

18 Drucke nach Himmelsphotographien mit erläuterndem Text. Von Prof. Dr. A. von BRUNN, Danzig-Langfuhr. 28 Seiten mit 8 Abbildungen im Text und auf 1 Tafel sowie 1 Übersichtskarte. 1929. 4^0 Rm. 15.—

Die Himmelswelt: Die 18 Drucke, ausgewählt aus den besten vorhandenen Aufnahmen des Mondes, geben ein eindrucksvolles Bild der lunaren Formenwelt. Jedem Bild ist der Maßstab beigefügt, eigentlich eine Selbstverständlichkeit, die aber häufig nicht beachtet wird. Ein gut geschriebener Begleittext hebt das Werk über den Rahmen eines bloßen Bilderbuches hinaus.

Stereoskopbilder vom Sternhimmel

von Dr. MAX WOLF, ord. Prof. an der Universität Heidelberg.

1. Serie. 7. Auflage. 12 Bilder (hochglänzend) mit Text in Mappe. 1928. kl. 8^0 Rm. 8.—

2. Serie. 3. Auflage. 12 Bilder (hochglänzend) mit Text in Mappe. 1922. kl. 8^0 Rm. 8.—

Dazu Stereoskop in Kiste RM. 10.—

Naturwissenschaftliche Rundschau: Die Wiedergabe aller dieser Bilder ist vorzüglich. Somit dürfte ein jeder, der sich diese Sammlung wissenschaftlicher Stereoskopbilder beschafft, daran viel Freude und einen hohen Genuß empfinden.

JOHANN AMBROSIUS BARTH / VERLAG / LEIPZIG

Physikalische Chemie der Silikate

Von Prof. Dr. WILHELM EITEL, Direktor des Kaiser-Wilhelm-Institutes für Silikat-Forschung, Berlin-Dahlem. XII, 552 Seiten mit 459 Abb. im Text und 1 Tafel. 1929. gr. 8° V
Rm. 60.—, geb. Rm. 63.—

Zeitschrift für angewandte Chemie: Das vorliegende Buch des Verfassers, des Leiters des Kaiser-Wilhelm-Instituts für Silicatforschung, stellt eine begrüßenswerte Bereicherung unserer Literatur auf diesem Gebiete dar insofern, als es die gesamten Neuerscheinungen in klarer und übersichtlicher Weise zusammenfaßt und eine Neugliederung des Stoffes von einem Gesichtspunkte aus gibt, der über das rein wissenschaftliche, d. h. physikalisch-chemische Interesse weit hinausgreift bis in die Technik der Silicate hinein. Erstaunlich ist die weitgehende Erfassung der neueren Weltliteratur, die das Werk gerade als Nachschlagewerk wertvoll macht, unterstützt durch ein reichhaltiges Sach-, Namen- und Mineralregister. G. Gehlhoff

Die Verwendung der Röntgenstrahlen in Chemie und Technik

Ein Hilfsbuch für Chemiker und Ingenieure von Prof. Dr. HERMANN MARK, Ludwigshafen. XVI, 528 Seiten mit 328 Abbild., 73 Tabellen im Text und 1 Doppeltafel. 1926. gr. 8°
Rm. 48.—, geb. Rm. 50.—
(Bildet Band XIV des Handbuchs der angewandten physikalischen Chemie, herausgegeben von Prof. Dr. G. Bredig, Karlsruhe.)

Zeitschrift für physikalische Chemie: Das Buch, das der Verfasser bescheiden einen ersten literarischen Versuch nennt, enthält alles, was ein Chemiker mit einiger physikalischer Vorbildung erlernen muß, um eine Röntgenapparatur aufzustellen und zu betreiben und um die Röntgenspektrogramme nach verschiedenen Gesichtspunkten auszuwerten. Trotz der umfangreichen Literatur auf diesem Gebiet hat es eine einheitliche Bearbeitung des gesamten Stoffes in rein didaktischer Absicht noch nicht gegeben, oder doch jedenfalls nicht in der Ausführlichkeit, die einen Verzicht auf das Durcharbeiten anderer Werke vorläufig und bis zu einem gewissen Grade überhaupt gestattet, — womit ein sehr großer Vorteil gewonnen ist. — Das ganze Buch ist fraglos die beste Einführung in das schwierige Gebiet der praktischen Röntgenmethoden. Günther.

Die chemische Emissionsspektralanalyse

Grundlagen und Methoden. Von Dr. rer. nat. WALTHER GERLACH, o. ö. Professor der Physik an der Universität München, und Dr. rer. nat. EUGEN SCHWEITZER, Dipl.-Ing., vorm. Assistent am pyhsik. Institut Tübingen. VI, 120 Seiten mit 53 Figuren im Text. 1930. gr. 8° V Kart. Rm. 12.60

Physikalische Zeitschrift: Dieses Buch ist in erster Linie für Nichtphysiker geschrieben, für Analytiker, Metallfachleute, Mineralogen, denen es zur Vornahme guter Spektralanalysen unentbehrlich sein wird. Man findet eine einfache, nach jeder Richtung aufschlußreiche Anleitung zur Ausführung von qualitativen, besonders aber von quantitativen Analysen durch zahlreiche vorbildliche Figuren, Beispiele und praktische Anwendungen erläutert. Doch muß auch dem Physiker eine gründliche Durchsicht warm empfohlen werden, zumal die meisten Originalarbeiten in chemischen Zeitschriften erschienen und daher für die meisten Physiker schwer zugänglich sind. L. Ebert.

Die mit V bezeichneten Werke erschienen in der Verlagsabteilung Leopold Voss

Das Weltbild der neuen Physik

Von Dr. MAX PLANCK, Professor der theoretischen Physik an der Universität Berlin. 3.—4., unveränderte Auflage. 52 Seiten. 1930. 8° Rm. 2.70

Zeitung des Vereins Deutscher Eisenbahnverwaltungen: Der berühmte Physiker ist wie kein anderer dazu berufen, die heutigen physikalischen Anschauungen zusammenfassend darzustellen. Hat er doch durch seine Quantenhypothese den Anstoß zu der großen Umwälzung der physikalischen Grundlehren gegeben. Mit der ihm eigenen glänzenden Beherrschung des Stoffes zeigt der Verfasser, wie fruchtbringend seine Quantenhypothese mit dem durch Einsteins Relativitätsprinzip wohl vorbereitenden Boden zur Wellenmechanik von de Broglie und Schrödinger und zur Quantentheorie von Heisenberg, Born und Jordan geführt und das ganze physikalische Weltbild durchgreifend umgestaltet hat. — Das von wahrer Begeisterung getragene, formvollendet geschriebene kleine Werk sei jedem Gebildeten zur Einführung warm empfohlen. Sch.

Vorlesungen über die Theorie der Wärmestrahlung

Von Dr. MAX PLANCK, Professor der theoretischen Physik an der Universität Berlin. 5., abermals umgearbeitete Auflage. XI, 221 Seiten mit 6 Abbildungen. 1923. 8° Geb. Rm. 8.40

Physikalische Zeitschrift: Kaum ein neueres Buch theoretischen Inhalts erfreut sich so großer Beliebtheit wie Plancks Theorie der Wärmestrahlung. Dem Studierenden bietet es eine didaktisch vorzügliche Einführung in Kirchhoffs Strahlungsgesetz, Maxwellscher Strahlungsdruck, das Strahlungsgesetz von Stefan-Boltzmann und das Wiensche Verschiebungsgesetz, ferner in die Theorie des linearen Oszillators und in die Zusammenhänge der Entropie und Wahrscheinlichkeit. Auf den Forscher übt es seinen Reiz hauptsächlich durch die Erweiterung, die den Wahrscheinlichkeitsbetrachtungen zum ersten Male durch die Einführung von Energieelementen gegeben wurde und die zu dem Planckschen Strahlungsgesetz geführt hat. M. Reinganum.

Lehrbuch der Thermostatik

d. h. des thermischen Gleichgewichtes materieller Systeme. Von J. D. VAN DER WAALS, weil. Professor an der Universität Amsterdam. Nach Vorlesungen von Prof. Dr. J. D. VAN DER WAALS bearbeitet von Dr. PH. KOHNSTAMM, Professor an der Universität Amsterdam. Zugleich 3. Auflage des Lehrbuches der Thermodynamik derselben Verfasser.

Erster Teil: **Allgemeine Thermostatik.** XVI, 390 Seiten mit 38 Abbild. im Text. 1927. 8° Rm. 22.—, geb. Rm. 24.—

Zweiter Teil: **Binäre Gemische.** VIII, 402 Seiten mit 220 Abbildungen im Text. 1927. 8° Rm. 22.—, geb. Rm. 24.—

Chemiker-Zeitung: Besonders hervorheben möchte ich die Klarheit der Darstellung und die kritische Schärfe, mit der alle Probleme behandelt werden. Das Buch ist weniger für den Anfänger bestimmt, aber der Erfahrene wird es mit großem Nutzen studieren.

Stahl und Eisen: Das Buch ist für diejenigen zu empfehlen, die die theoretischen Grundlagen der Thermodynamik eingehender kennenlernen wollen, als es beim Studium der reinen technischen Thermodynamik notwendig ist.

JOHANN AMBROSIUS BARTH / VERLAG / LEIPZIG

Einsteins Relativitätstheorien und physikalische Wirklichkeit

Von GEROLD VON GLEICH, Ludwigsburg. VIII, 143 Seiten. 1930. 8° Rm. 7.50, geb. Rm. 9.—

Schon vor längerer Zeit ist der Verfasser aufgefordert worden, seine Ansichten über die drei Relativitätstheorien von A. Einstein, die er während der letzten sechs Jahre in zerstreuten Arbeiten in den Annalen der Physik, in den Astronomischen Nachrichten und besonders in der Zeitschrift für Physik, veröffentlicht hat, nach einem einheitlichen Gesichtspunkt zusammenzufassen.

In der vorliegenden Zusammenstellung sind die Hauptpunkte noch mehr herausgearbeitet und noch schärfer formuliert worden. Minder Wichtiges und Überholtes dagegen wurde nur kurz gestreift oder ganz beiseite gelassen. Das Buch befaßt sich ausschließlich und in aller Strenge mit der sachlich wissenschaftlichen Seite der Relativitätstheorie.

Die Grundlage der allgemeinen Relativitätstheorie

Von Dr. A. EINSTEIN, Professor der Physik an der Universität Berlin. 5., unveränderter Abdruck. 64 Seiten. 1929. 8° Rm. 3.–

Physikalische Zeitschrift: Alle Freunde der Naturwissenschaften, die Interesse an der Entwicklung der theoretischen Physik haben, werden gern die Gelegenheit benützen, ihre Bibliothek neben den vielen Darstellungen der Relativitätstheorie aus zweiter und dritter Hand durch die klassische Originalarbeit selbst zu bereichern. Lanczos.

Einführung in die Physik der Gasentladungen

Von Prof. Dr. RUDOLF SEELIGER, Greifswald. IX, 423 Seiten mit 5 Tafeln und 184 Textfiguren. 1927. 8°
Rm. 22.—, geb. Rm. 24.—

Physikalische Zeitschrift: Es gibt kaum ein Gebiet der Physik, bei dem ein solcher Mangel an einer zeitgemäßen zusammenfassenden Darstellung besteht, wie bei den Gasentladungen. Das vorliegende Werk gibt nun nicht nur eine klare Übersicht über die makroskopisch zu beobachtenden elektrischen und optischen Erscheinungen, sondern der Verf. ist überall bemüht, den atomphysikalischen Mechanismus, welcher der betreffenden Erscheinung zugrunde liegt, klarzustellen.

Was das Buch besonders auszeichnet, ist das schöne Gleichgewicht zwischen Theorie, Experiment und praktischer Anwendung, das nur der finden kann, der, wie der Verf., durch eigene Forschung zu einem beherrschenden Standpunkt gelangt ist. Joos.

Verlangen Sie bitte meinen ausführlichen Katalog „Naturwissenschaften"

JOHANN AMBROSIUS BARTH / VERLAG / LEIPZIG

Zeitschrift für anorganische und allgemeine Chemie

Gegründet von GERHARD KRÜSS, fortgesetzt von RICHARD LORENZ. Unter Mitwirkung von zahlreichen Fachgelehrten des In- und Auslandes herausgegeben von G. TAMMANN, Göttingen, und WILHELM BILTZ, Hannover und Göttingen.

Bis Januar 1931 liegen 194 Bände mit Generalregister zu Band 1—150 vor. Jährlich werden etwa 8 Bände veröffentlicht. Jeder Band ist mit 4 Heften komplett, die zwanglos zur Ausgabe gelangen. V

Subskriptionspreis pro Band Rm. 20.—

Probeheft gern kostenlos!

Das Gesetz der chemischen Massenwirkung

Seine thermodynamische Begründung und Erweiterung auf mehrere flüssige Phasen. Von Prof. Dr. RICHARD LORENZ. X, 176 Seiten mit 13 Figuren im Text. 1927. gr. 8°. V

Rm. 12.50, geb. Rm. 14.50

Chemiker-Zeitung: In dem vorliegenden Buche hat Lorenz seine Ableitungen und Experimentalarbeiten zusammengefaßt und sie mit den älteren Arbeiten über das Massenwirkungsgesetz historisch und gedanklich verknüpft. Die Lorenz'sche Leistung ist ein sehr großer Erfolg auf dem Gebiete unserer Kenntnis der chemischen Reaktionsbetätigung, und die zusammenfassende Darstellung stellt das Erreichte in klares Licht und gibt große Anregung. W. Herz.

Spektroskopie und Kolorimetrie

Von Dr. I. LIFSCHITZ, Privatdozent an der Reichsuniversität in Groningen. VIII, 328 Seiten mit 112 Abbildungen im Text und einer Doppeltafel. 1927. gr. 8° Rm. 25.-, geb. Rm. 27.-

(Bildet Band V, 2. Aufl., des Handbuchs der angewandten physikalischen Chemie, herausgegeben von Prof. Dr. G. Bredig, Karlsruhe.)

Inhalt: Charakterisierung und Messung der Strahlung. — Die Emissionsspektren. — Die Absorptionsspektra. — Kolorimetrie und Nephelometrie.

Zeitschrift für wissenschaftliche Photographie: Kein Chemiker, der seine physikochemischen Kenntnisse zu vertiefen sucht, darf an dem schönen Buch vorübergehen, und jeder, der sich mit einem die theoretisch-physikalischen Grundlagen ausführlicher erörternden Werk befassen will, handelt in seinem eigensten Interesse, wenn er die leicht faßliche und bei aller Reichhaltigkeit knappe Darstellung der betreffenden Gebiete zunächst im Lifschitz studiert.

Die mit V bezeichneten Werke erschienen in der Verlagsabteilung Leopold Voss

JOHANN AMBROSIUS BARTH / VERLAG / LEIPZIG

264722 Astron
K

Author Klüber, Harald von

Title Das Vorkommen der chemischen Elemente in Kosmos.

DATE. NAME OF BORROWER.

University of Toronto
Library

DO NOT
REMOVE
THE
CARD
FROM
THIS
POCKET

Acme Library Card Pocket
Under Pat. "Ref. Index File"
Made by LIBRARY BUREAU